



Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação  
Observatório Nacional  
Programa de Pós-Graduação em Astronomia  
Grupo de Ciências Planetárias

# **Caracterização Instrumental e do Céu no Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI)**

Dissertação submetida ao Observatório Nacional para a obtenção do grau  
de Mestre em Astronomia

Aluna: Tatiane Corrêa da Costa e Silva.

Orientador: Dr. Eduardo de Jesús Rondón Briceño

Co-Orientadora: Dra. Daniela Lazzaro

Rio de Janeiro, Setembro de 2025

# Sumário

<b>Agradecimentos</b>	<b>i</b>
<b>Resumo</b>	<b>ii</b>
<b>Abstract</b>	<b>iv</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Justificativa . . . . .	1
1.2 Objetivos . . . . .	1
<b>2 Conceitos básicos</b>	<b>3</b>
2.1 Telescópios . . . . .	3
2.2 Montagens . . . . .	8
2.3 Dispositivos de Carga Acoplada (CCD) . . . . .	9
2.3.1 Eficiência Quântica . . . . .	11
2.3.2 Tipos de CCD e seus Revestimento . . . . .	11
2.3.3 Sensores sCMOS . . . . .	12
2.4 Filtros Fotométricos . . . . .	13
2.5 Polarímetros . . . . .	15
2.6 Estação Meteorológica . . . . .	17
2.7 Câmeras All-Sky e de Segurança . . . . .	18
2.8 Imagens Astronômicas . . . . .	19
2.8.1 Imagens de Calibração . . . . .	20
2.8.2 Imagens Científicas . . . . .	21
2.8.3 O Formato FITS . . . . .	21
2.8.4 Redução de Dados . . . . .	22
2.9 Fotometria . . . . .	23
2.9.1 Função de Espalhamento de Ponto e Largura à Meia Altura . . . . .	23

<i>SUMÁRIO</i>	2
2.9.2 Fotometria de Abertura . . . . .	25
2.9.3 Magnitudes . . . . .	27
2.10 Seeing . . . . .	29
2.11 Extinção Atmosférica . . . . .	32
2.12 Poluição luminosa . . . . .	34
<b>3 Resultados</b>	<b>36</b>
3.1 Localização e Objetivos científicos do OASI . . . . .	36
3.2 Caracterização Instrumental . . . . .	39
3.3 Caracterização do céu do OASI . . . . .	50
3.3.1 Determinação do seeing . . . . .	52
3.3.2 Determinação da extinção atmosférica . . . . .	71
3.3.3 Poluição luminosa . . . . .	80
<b>4 Discussões e conclusões</b>	<b>85</b>

# Agradecimentos

Minha gratidão mais profunda vai para a minha família, especialmente meus pais, Elias e Lecy. O apoio incondicional e os sacrifícios financeiros que fizeram foram a base da minha jornada acadêmica e tornaram esta conquista possível.

À minha amada esposa Jéssica, meu agradecimento imenso pelo apoio constante. Seu incentivo para jamais desistir dos meus sonhos, mesmo nos momentos difíceis, foi a força motriz para a conclusão deste trabalho.

Minha gratidão ao Observatório Nacional vai além do institucional. Desde o ensino médio, sonhava em estar nesta instituição, e concluir este mestrado aqui é a concretização de um grande sonho, o ápice de uma trajetória dedicada à astronomia.

Um agradecimento especial à Dra. Daniela Lazzaro por ter acreditado e investido em mim. Sua generosidade ímpar, ao custear pessoalmente minha bolsa em um período de dificuldade, é uma inspiração permanente.

Ao meu orientador, Dr. Eduardo Rondon, sou imensamente grata por sua dedicação, compreensão e incentivo inabaláveis. Sua orientação prática e didática foi fundamental para o meu desenvolvimento e para a conclusão desta etapa. Em um período desafiador do mestrado, quando conciliar a pesquisa com novos compromissos profissionais se tornou árduo, sua paciência, flexibilidade e palavras de encorajamento foram o motor para que este trabalho pudesse ser finalizado. Sua capacidade de inspirar e motivar, mesmo diante das adversidades, é um exemplo a ser seguido.

# Resumo

A caracterização instrumental e das condições do céu noturno de um observatório astronômico são essenciais para o planejamento eficiente das observações, a escolha apropriada de novos instrumentos e a aplicação de correções nas medidas fotométricas, permitindo assim, a obtenção de parâmetros físicos mais precisos dos objetos observados. Neste trabalho, apresenta-se uma descrição detalhada da instrumentação atualmente disponível no Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI), com comentários sobre aquisições recentes, equipamentos previstos, limitações operacionais identificadas e propostas de mitigação.

Por outro lado, realizou-se a caracterização do céu, determinando-se a distribuição do seeing para exposições de 30 e 40 segundos, com moda de 1.35" para ambos os casos. As médias foram 1.48" (30 s) e 1.36" (40 s), com desvios padrão de 0.55" e 0.47", respectivamente. A análise anual não revelou correlação aparente entre o seeing e a sazonalidade, indicando a ocorrência de noites fotométricas ao longo de quase todo o ano. Não foram encontradas correlações entre o seeing e parâmetros meteorológicos como a umidade, pressão atmosférica e temperatura. Ainda assim, não se descarta a possibilidade de correlação em análises multivariadas que considerem combinações dos parâmetros meteorológicos.

Outro parâmetro estudado foi o coeficiente de extinção atmosférica no filtro R, a partir de dados de 2011 a 2018. A distribuição deste parâmetro mostrou uma moda em 0.318, mediana de 0.236 e média de 0.261. Tais valores são compatíveis com as características locais do OASI, como sua baixa altitude, proximidade com um rio e a presença de poeira, o que implica em maior dispersão por aerossóis. Por fim, realizou-se uma análise da poluição luminosa com base em imagens da câmera All-Sky. Observou-se um aumento progressivo da poluição luminosa até o ano de 2018, uma redução durante o período da pandemia de COVID-19 e um crescimento acentuado a partir de 2021, associado a obras de infraestrutura urbana e substituição de lâmpadas de sódio por LEDs na região. Foram identificados os

principais focos emissores em cidades vizinhas, com destaque para um novo foco localizado no Coité, a apenas 5,5 km do OASI. A poluição luminosa impõe restrições observacionais relevantes, especialmente para objetos em baixas altitudes ( $< 20^\circ$ ), como os asteroides do tipo Atira e os Sungrazers, afetando principalmente a região oeste. Em contraste, o céu na direção leste permanece com uma baixa poluição luminosa, favorecendo as observações desses objetos no nascer do Sol.

# Abstract

The instrumental and night-sky characterization of an astronomical observatory are essential for efficient observation planning, appropriate of new instrument selection, and the application of photometric corrections, thereby enabling more accurate determination of the physical parameters of observed objects. This work presents a detailed description of the instrumentation currently available at the Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI), with comments on recent acquisitions, planned equipment, identified operational limitations, and proposed mitigation strategies.

On the other hand, the characterization of the sky was carried out, determining the seeing distribution for 30- and 40-second exposures, both peaking at a mode of  $1.35''$ . The mean seeing was  $1.48''$  (30 s) and  $1.36''$  (40 s), with standard deviations of  $0.55''$  and  $0.47''$ , respectively. The annual analysis showed no apparent correlation between seeing and seasonality, indicating the presence of photometric nights throughout most of the year. No correlation were found between seeing and meteorological parameters such as humidity, atmospheric pressure, and temperature. Nevertheless, the possibility of a correlation in multivariate analyses that consider combinations of meteorological parameters cannot be ruled out.

Another parameter studied was the atmospheric extinction coefficient in the R filter, using data from 2011 to 2018. The distribution of this parameter showed a mode at 0.318, median of 0.236, and mean of 0.261. These values are consistent with OASI's local characteristics, including its low elevation, proximity to a river, and the presence of dust, which contribute to increased aerosol scattering.

Finally, an analysis of light pollution was conducted using All-Sky camera images. A progressive increase in light pollution was observed up to 2018, followed by a reduction during the COVID-19 pandemic, and a sharp rise from 2021 onward, linked to urban infrastructure projects and the replacement of sodium lamps with LEDs. The main emission sources were identified in nearby cities, with a newly detected hotspot located in in Coité, only 5.5

km from OASI. Light pollution imposes significant observational constraints, especially for low-altitude targets ( $< 20^\circ$ ), such as Atira-type asteroids and Sungrazers, primarily affecting the western sky. In contrast, the eastern sky remains with low light pollution, providing more favorable conditions for observing these objects at sunrise.

# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Justificativa

Nos últimos anos, o OASI passou por um processo de atualização de parte de sua instrumentação, de forma que caracterizar essas novas aquisições é fundamental tanto para realizar um planejamento observacional eficiente, quanto para ter uma visão global da infraestrutura disponível. Por outro lado, possibilita a identificação de necessidades futuras e nos permite avaliar novos investimentos em equipamentos.

Além da instrumentação, o conhecimento das condições do céu noturno do observatório é igualmente indispensável. Ele não só orienta o planejamento das observações, como também permite aplicar correções nas observações já realizadas, assegurando a confiabilidade e precisão dos dados científicos.

Embora estudos anteriores, como o de (Rondón et al., 2020), já tenham avançado nessa direção, esta dissertação busca complementar e expandir esse trabalho, incorporando parâmetros adicionais na caracterização do céu, como o coeficiente de extinção atmosférica e a poluição luminosa. Ao quantificar esses aspectos, pretende-se oferecer subsídios técnicos para aprimorar a eficiência das missões observacionais, selecionar janelas temporais ideais para observações fotométricas e desenvolver estratégias que minimizem os efeitos da atmosfera e da iluminação artificial.

### 1.2 Objetivos

- Realizar a caracterização instrumental no Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI), detalhando os instrumentos disponíveis (telescópio, câmera CCD, fil-

tros, câmera All-Sky e a estação meteorológica), apresentando os equipamentos que estão em processo de aquisição.

- Analisar as condições meteorológicas do OASI, incluindo o seeing, a extinção atmosférica e a poluição luminosa. O seeing médio será estimado pela medição da largura à meia altura (FWHM) da função de espalhamento de ponto (PSF) das fontes nas imagens obtidas desde 2011.
- Analisar a variação temporal do seeing e correlacioná-la com parâmetros meteorológicos (umidade relativa, velocidade do vento, pressão atmosférica e precipitação) registrados pela estação meteorológica do OASI.
- Determinar o coeficiente de extinção atmosférica do OASI, utilizando observações de estrelas padrão para avaliar a qualidade fotométrica das imagens arquivadas.
- Analisar e monitorar a evolução da poluição luminosa nos arredores do OASI, a partir da compilação e alinhamento das imagens obtidas com a câmera All-Sky, avaliando seus potenciais impactos sobre as observações astronômicas.

# Capítulo 2

## Conceitos básicos

Para o desenvolvimento desta pesquisa, é essencial compreender previamente os principais conceitos relacionados à instrumentação astronômica e às condições atmosféricas, que serão abordados ao longo da dissertação. Fenômenos como o seeing, a extinção atmosférica e a poluição luminosa afetam diretamente a qualidade das observações astronômicas, comprometendo tanto a nitidez das imagens quanto a precisão dos dados e dos parâmetros físicos extraídos a partir delas. Por isso, a realização de estudos quantitativos sobre esses efeitos é fundamental para qualquer observatório. Tais estudos não apenas possibilitam a aplicação de correções nas imagens, reduzindo suas interferências, como também contribuem para o planejamento eficiente de projetos e missões observacionais. Além disso, fornecem subsídios importantes para a elaboração de estratégias de mitigação dos impactos desses fatores sobre as observações astronômicas.

### 2.1 Telescópios

A Astronomia teve início como uma ciência essencialmente observacional, e embora tenha evoluído significativamente ao longo dos séculos, essa característica ainda é central. Ao contrário de muitas outras ciências, não é possível manipular ou reproduzir em laboratório os corpos celestes que estudamos. O conhecimento astronômico deriva, em sua maior parte, da análise da radiação emitida ou refletida por corpos celestes, captada por instrumentos cada vez mais sofisticados. No entanto, áreas como as Ciências Planetárias têm expandido essas fronteiras: missões espaciais como a *Hayabusa2* e a *OSIRIS-REx* demonstraram ser possível coletar amostras de asteroides e trazê-las para análise direta em laboratório na Terra (Yada et al., 2022; Lauretta et al., 2021). Apesar desses

avanços, a observação remota permanece como a base da maior parte das investigações astronômicas.

Nesse contexto, os telescópios são as principais ferramentas que expandem nossa capacidade de observar e interpretar o universo. Desde os primeiros modelos desenvolvidos por Galileu Galilei no século XVII, que provocaram uma verdadeira revolução científica, os telescópios passaram por avanços notáveis em termos de tecnologia, alcance e sensibilidade (Carroll; Ostlie, 2017).

Hoje, a Astronomia cobre todo o espectro eletromagnético, com telescópios desenvolvidos para detectar radiação em diferentes faixas: rádio, infravermelho, óptico, ultravioleta, raios X e raios gama. Cada uma dessas faixas fornece informações complementares sobre os processos físicos no universo. Os telescópios ópticos, como o do OAS, operam na faixa do visível (entre 400 à 700 nm) e podem ser classificados em três categorias principais: refratores, catadióptricos e refletores, mostrados na figura 2.1, nos painéis superior, médio e inferior, respectivamente.

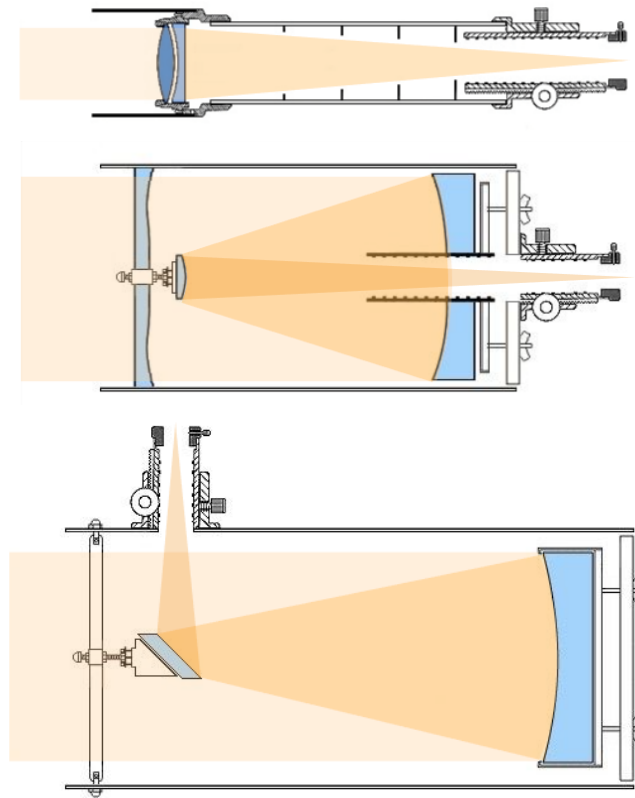


Figura 2.1: Arranjo óptico típico de um telescópio refrator, catadióptico e refletor, nos painéis superior, médio e inferior, respectivamente. (Martioli, sem data).

Telescópios refratores utilizam lentes para convergir a luz. São conhecidos por seu alto contraste e simplicidade operacional, mas possuem limitações como aberrações cromáticas

e diâmetro reduzido, o que restringe seu uso em grandes observatórios (Kutner, 2003). Um exemplo histórico importante de telescópio refrator no Brasil é a Luneta 46 (Fig. 2.2), localizada no Observatório Nacional, no Rio de Janeiro. Trata-se de um telescópio refrator centenário que ilustra bem o tipo de instrumento utilizado nos primórdios da astronomia moderna no país. Sua longevidade e relevância histórica evidenciam a importância dos telescópios refratores no desenvolvimento da astronomia observacional.



Figura 2.2: A Luneta 46 do Observatório Nacional, um dos mais antigos telescópios refratores em funcionamento no Brasil.

Telescópios catadióptricos combinam lentes e espelhos em uma mesma estrutura. Oferecem boa qualidade óptica, compactação e portabilidade, sendo bastante utilizados por astrônomos amadores e em aplicações educacionais.

Telescópios refletores utilizam espelhos como elementos ópticos principais, e não lentes. Essa configuração permite a construção de instrumentos com grandes aberturas, minimizando aberrações cromáticas e possibilitando a observação de objetos muito tênues com alta resolução (Kutner, 2003; Howell, 2006). São o tipo mais comum em observatórios profissionais, incluindo o OASI, cujo telescópio principal é um refletor de grande porte.

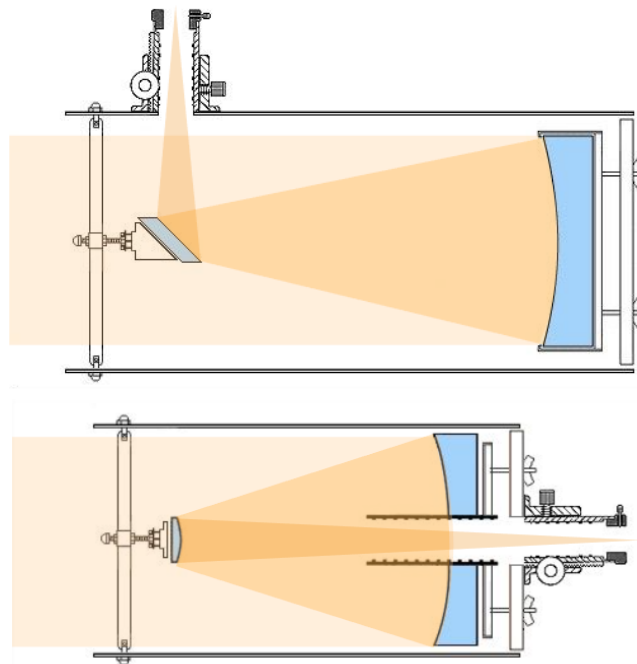


Figura 2.3: Arranjos ópticos em telescópios refletores do tipo Newtoniano e Cassegrain, nos painéis superior e inferior, respectivamente. Em cada caso, a luz entra no telescópio pela esquerda (Martioli, sem data).

Os sistemas refletores podem ser classificados conforme o arranjo óptico dos espelhos, como:

- **Telescópio Newtoniano:** Desenvolvido por Isaac Newton, este é o mais simples dos refletores. Um espelho primário parabólico reflete a luz para um espelho secundário plano, inclinado a  $45^\circ$ , que desvia o feixe para uma lateral do tubo, onde está localizada a ocular ou o detector (Fig. 2.3, painel superior). Esse arranjo é comum em telescópios amadores pela sua simplicidade e facilidade de construção, como pode ser visto na Figura 2.4.
- **Telescópio Cassegrain:** utiliza um espelho primário parabólico e um espelho secundário hiperbólico, que reflete a luz de volta através de um orifício central no espe-



Figura 2.4: Telescópio Newtoniano amador modelo Tasco, com 114 mm de abertura e razão focal  $f/4$ , pertencente à autora.

lho primário, concentrando a radiação na parte traseira do tubo. Essa configuração reduz o tamanho físico do telescópio e permite a instalação de instrumentos pesados atrás do espelho primário, sendo amplamente utilizada em telescópios profissionais (Fig. 2.3, painel inferior ).

A escolha entre esses sistemas depende das aplicações desejadas. No caso do OASI, o sistema adotado é o Cassegrain, adequado para observações automatizadas, aquisição de imagens de pequenos corpos do Sistema Solar e acoplamento com instrumentos fotométricos de maior porte.

## 2.2 Montagens

A montagem de um telescópio é responsável por sustentar o tubo óptico e permitir seu movimento controlado para acompanhar objetos celestes. A escolha do tipo de montagem influencia diretamente a precisão do rastreo, a complexidade do sistema de controle e a viabilidade de longas exposições fotométricas ou espectroscópicas.

Para a obtenção de imagens astronômicas de alta resolução e profundo alcance, especialmente de objetos tênues, é necessário manter o telescópio apontado para uma mesma região do céu durante longos períodos. Essa integração temporal visa acumular fótons suficientes para que o sinal do objeto seja distinguível do ruído de fundo. Esse procedimento exige uma guiagem precisa do telescópio que compense continuamente a rotação da Terra (Carroll; Ostlie, 2017).

No caso específico da observação de pequenos corpos do Sistema Solar, como asteroides e cometas, a exigência por guiagem precisa é ainda mais crítica. Esses objetos apresentam movimentos aparentes relativamente rápidos no céu, em especial quando observados próximos da Terra ou do periélio, o que pode demandar rastreo em taxas não siderais. Dessa forma, a guiagem do telescópio é ajustada para um movimento diferencial, com taxas de rastreo baseadas nas componentes de velocidade do objeto em ascensão reta e declinação.

A montagem equatorial é uma das mais utilizadas (Fig. 2.5, esquerda), especialmente em telescópios de pequeno e médio porte. Ela possui um eixo polar alinhado com o polo celeste, permitindo que o movimento de compensação seja feito com uma única rotação, simplificando a guiagem em ascensão reta e declinação. No entanto, para telescópios maiores, esse tipo de montagem pode ser estruturalmente inviável e economicamente custosa

(Carroll; Ostlie, 2017).

Como alternativa, muitas instalações modernas, como no OASI, utilizam montagens altazimutais (Fig. 2.5, direita). Esse tipo de montagem é mais simples mecanicamente, pois permite movimentos verticais (altura) e horizontais (azimute) independentes. Contudo, o rastreamento de objetos requer cálculos constantes para converter coordenadas equatoriais em coordenadas horizontais. Além disso, montagens altazimutais impõem a rotação de campo, o que pode distorcer imagens durante longas exposições. Para mitigar esse efeito, utiliza-se um rotador de campo acoplado ao telescópio, sincronizado com o sistema de controle (McLean, 2008).

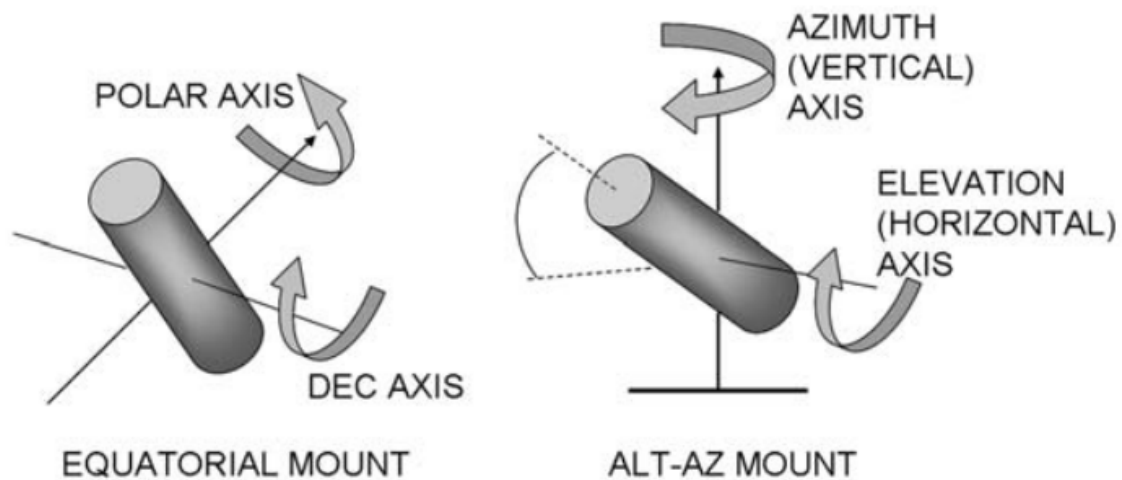


Figura 2.5: Os movimentos axiais de telescópios com montagem equatorial e telescópios com montagem em altitude-azimute. O eixo de elevação do alt-az está em um plano horizontal (McLean, 2008).

## 2.3 Dispositivos de Carga Acoplada (CCD)

Os dispositivos de carga acoplada CCDs (do inglês - Charge-Coupled Devices) são a base da detecção de luz em telescópios astronômicos modernos. Eles funcionam convertendo fótons incidentes em cargas elétricas (elétrons), um processo conhecido como efeito fotoelétrico, que são subsequentemente lidas e transformadas em uma imagem digital. Um CCD é essencialmente um 'chip' de silício sensível à luz, dividido em um grande número de unidades independentes chamadas pixels (elementos de imagem). CCDs contemporâneos variam de  $512 \times 512$  a  $4096 \times 4096$  pixels ou mais, com tamanhos lineares entre 0.5 cm e 10 cm tanto de comprimento como de largura, e pixels individuais tipicamente medindo de 10 a 30 micrômetros quadrados (Romanishin, 2014). Conforme ilustrado na Figura 2.6, o

CCD mede a quantidade de luz que incide em cada pixel, produzindo uma imagem digital que consiste em uma matriz de números, onde cada número se relaciona à quantidade de luz detectada. A natureza digital da saída do CCD facilita sua visualização, manipulação, medição e análise computacional, tornando-o uma ferramenta indispensável em pesquisa astronômica

Os CCD a diferencia do olho humano ou de um filme fotográfico, dependem do tempo de exposição ou integração, neste tempo o CCD coleta elétrons gerados pelos fótons que incidem na camada ativada de silício de cada pixel se acumulando linearmente com o tempo de exposição, exceto em casos de saturação para estrelas muito brilhantes. Desta forma estes elétrons acumulados geram um sinal analógico produto da tensão pelo amplificador para assim passar por um conversor analógico-digital. O controle do tempo de integração é realizado por um obturador mecânico ou eletronicamente através de mudanças de voltagem no CCD.

A capacidade de um CCD de detectar objetos tênues é fundamentalmente limitada por fontes de ruído inerentes ao processo de detecção. O ruído de leitura e a corrente de escuro (*dark current*) são dois dos principais contribuintes para o ruído total em uma imagem CCD (Romanishin, 2014).

O ruído de leitura é um ruído eletrônico intrínseco adicionado aos dados durante o processo de leitura do CCD, que ocorre quando os elétrons acumulados em cada pixel são convertidos em uma voltagem e lidos pelo sistema eletrônico do dispositivo. Este processo envolve amplificadores sofisticados 'on chip'. Um baixo ruído de leitura é crucial, pois permite a detecção de objetos mais fracos, onde o sinal luminoso é próximo ou inferior ao nível de ruído eletrônico. CCDs modernos tipicamente possuem um ruído de leitura de 5 a 20 elétrons por pixel por leitura, sendo este valor constante independentemente do tempo de exposição.

Por outro lado, a corrente de escuro refere-se aos elétrons que são gerados termicamente dentro da estrutura de silício do CCD, mesmo na completa ausência de luz. Esse sinal espúrio se acumula com o tempo de exposição e aumenta exponencialmente com a temperatura do sensor. Para observações astronômicas de longa exposição e de objetos pouco brilhantes, é indispensável que os CCDs sejam resfriados a temperaturas muito baixas (frequentemente criogenicamente) para minimizar a geração de corrente de escuro e, conseqüentemente, melhorar a relação sinal-ruído.

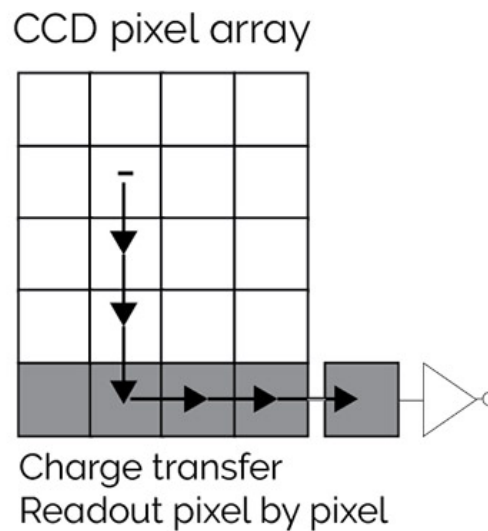


Figura 2.6: Esquema simplificado de uma matriz CCD, ilustrando a organização dos pixels em linhas e colunas para a formação de uma imagem digital. Cada pixel é uma unidade sensível à luz que coleta e armazena a carga correspondente à intensidade luminosa incidente (Andor Technology, 2024).

### 2.3.1 Eficiência Quântica

A eficiência quântica (QE) é um dos parâmetros mais vitais de um CCD. Ela representa a fração de fótons incidentes que são efetivamente detectados e convertidos em elétrons dentro do semiconductor, geralmente expressa como uma porcentagem (Romanishin, 2014). Essencialmente, um QE elevado indica que o CCD é altamente eficiente na coleta de luz.

O valor da QE não é constante, variando significativamente com o comprimento de onda da luz, como ilustrado na Figura 2.7.

### 2.3.2 Tipos de CCD e seus Revestimento

Os CCD podem ser de iluminação frontal ou traseira. Os dispositivos que são de iluminação frontal a luz entra pelo mesmo lado em que se encontram os electrodos, encarregados de mover as cargas, de forma que estes podem absorver ou refletir a luz, diminuindo assim a quantidade de luz que chega a camada ativa e ao substrato o que diminui a eficiência quântica. Por outro lado, os CCD com iluminação traseira, a luz incide diretamente na camada ativa de semicondutores, posteriormente se encontram os electrodos e por ultimo o substrato, devido a esta configuração a eficiência quântica aumenta.

A eficiência quântica e a resposta espectral de um CCD são diretamente influenciadas tanto pelo revestimento aplicado à sua superfície quanto pelo tipo de silício empregado em sua fabricação (Romanishin, 2014). Os revestimentos (*coatings*) são camadas finas

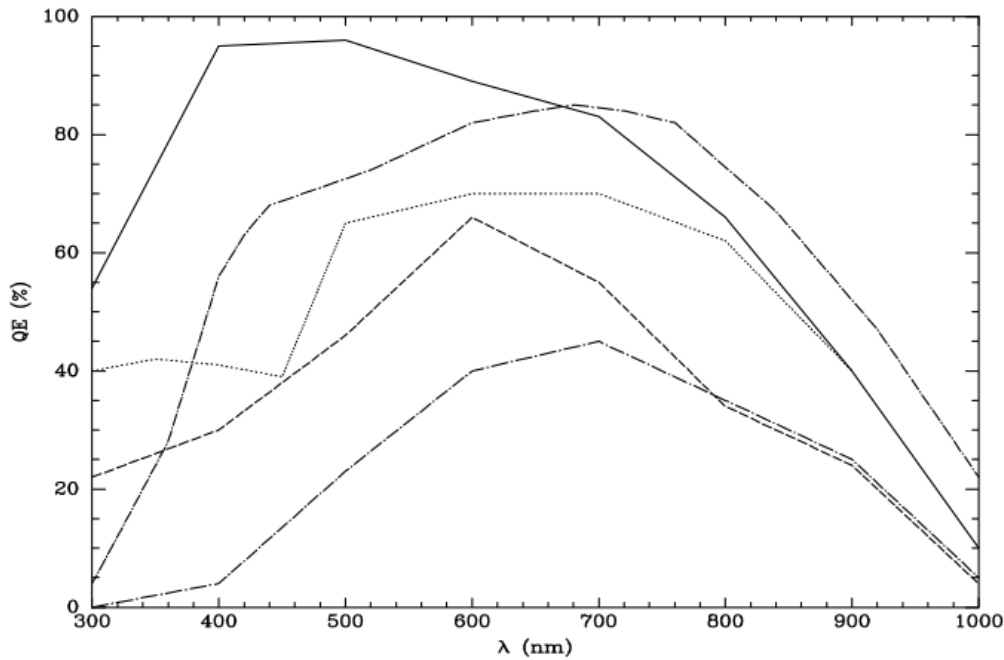


Figura 2.7: Curvas de eficiência quântica (QE) para 5 CCDs. De cima para baixo em 500 nm: Curva sólida: CCD afilado (thinned) do Observatório Steward; curva ponto-traço: CCD retroiluminado (back-illuminated) do Site (na câmera AP7); curva pontilhada: CCD afilado (thinned) NURO TEK; curva tracejada: chip Kodak "E"(de Enhanced). curva ponto-traço: chip espesso Kodak antigo (Romanishin, 2014).

depositadas sobre a superfície do CCD com o objetivo de otimizar a transmissão e absorção de fótons em faixas específicas do espectro. Um revestimento de "meia banda"(ou *mid-band coating*), é projetado para maximizar a eficiência em comprimentos de onda intermediários (como 500 nm), mas tende a comprometer o desempenho nas extremidades do espectro visível e infravermelho próximo.

Outro tipo de CCD são os CCD com silício profundamente empobrecido (*deep depleted*), estes CCD usam uma tecnologia de fabricação que aumenta a espessura da região sensível à luz dentro do CCD. Esta arquitetura melhora notavelmente a eficiência quântica para fótons de maior comprimento de onda e pode, dependendo do design, também oferecer um desempenho superior nas regiões azul e ultravioleta (Romanishin, 2014).

### 2.3.3 Sensores sCMOS

Os sCMOS são sensores de luz, feitos com um semicondutor de óxido metálico complementar apresentam velocidade de leitura muito mais rápidas que os CCD já que cada pixel tem seu próprio amplificador sendo lido em paralelo. Estes apresentam baixo ruído térmico e baixo ruído de leitura, assim como um baixo consumo de energia de forma que precisam

serem esfriados a temperaturas não muito baixas. A principal desvantagem do sCMOS quando comparados com os CCD está na uniformidade da resposta dos pixels já que cada um destes têm seu próprio amplificador eletrônico de forma que podem existir variações no ganho e no ruído, de forma que o dispositivo pode ter uma resposta não linear. Pelo fato de ser um dispositivo internamente mais complexo com muitos transistores ativos pode ser mais sensível a defeitos e com um alto custo de fabricação.

## 2.4 Filtros Fotométricos

A utilização de filtros de banda passante específicos é crucial para a medição do fluxo de luz de objetos celestes. Esses filtros isolam faixas de comprimento de onda bem definidas, permitindo a determinação precisa das magnitudes, o que, por sua vez, possibilita a medição das cores. A partir dessas medições, é possível realizar inferências sobre diversos parâmetros físicos, como a temperatura e a composição química superficial dos objetos por meio da análise de seus espectros. De forma indireta, a fotometria também permite estimar propriedades de pequenos corpos do Sistema Solar, como período de rotação, diâmetro, albedo, densidade, inclinação do eixo de rotação e até mesmo a presença de estruturas como anéis, crateras, comas e jatos. A padronização dessas medições, mediada pelos sistemas fotométricos, é essencial para garantir a comparabilidade dos dados obtidos por diferentes instrumentos e em épocas distintas, formando a base de grandes levantamentos astronômicos.

Os sistemas fotométricos são essenciais para padronizar as observações e permitir comparações entre diferentes telescópios e épocas. Um dos sistemas mais tradicionais e amplamente utilizados é o sistema Johnson-Cousins, que inclui filtros UBVRI (do inglês, Ultraviolet, Blue, Visual, Red, Infrared) (Fig. 2.8). O filtro U cobre o ultravioleta (aproximadamente 300-400 nm), B o azul (400-500 nm), V o visual (verde-amarelo, 500-700 nm), R o vermelho (550-800 nm) e I o infravermelho próximo (700-900 nm) (Johnson; Morgan, 1953; Cousins, 1976). Cada filtro possui uma curva de transmissão bem definida, caracterizada por uma largura de banda e um comprimento de onda efetivo, garantindo que a luz seja coletada dentro de uma faixa espectral específica. A precisão dessas bandas passantes é fundamental, e M. Bessell realizou trabalhos importantes na definição dessas passagens para uso com detectores modernos, como os CCDs (Bessell, 1990; Bessell, 2005).

Outro sistema fotométrico importante é o sistema Sloan Digital Sky Survey (SDSS), que

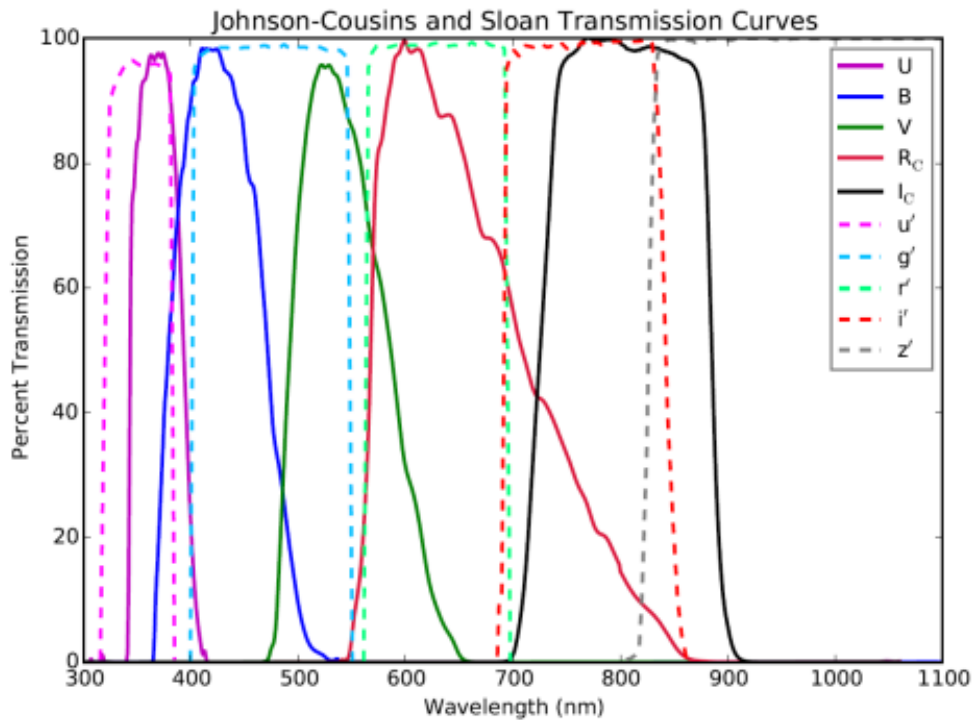


Figura 2.8: Curvas de transmissão dos filtros fotométricos Johnson-Cousins e Sloan Digital Sky Survey (SDSS) (Castro et al., 2018).

utiliza filtros  $u'g'r'i'z'$  (Fig. 2.8). Este sistema foi projetado para levantamentos astronômicos de grande escala e possui características espectrais ligeiramente diferentes do Johnson-Cousins, otimizadas para detecção de galáxias e quasares em grandes distâncias (Fukugita et al., 1996; York; AL., 2000). As bandas  $u'g'r'i'z'$  foram desenvolvidas para serem mais ortogonais que o sistema Johnson-Cousins, ou seja com mínima sobreposição espectral, o que facilita a determinação precisa de cores e classificações fotométricas. Este sistema é menos suscetível a efeitos atmosféricos do que algumas bandas Johnson-Cousins, especialmente o filtro U.

A escolha de um sistema fotométrico e dos filtros adequados depende de diversos fatores, incluindo a faixa de comprimento de onda de interesse, a sensibilidade do detector, as características da atmosfera terrestre e os objetivos científicos da observação. Observações realizadas através de filtros resultam em magnitudes instrumentais que precisam ser transformadas para um sistema padrão, a fim de corrigir efeitos atmosféricos (extinção), a resposta instrumental específica do telescópio e do detector, e as pequenas diferenças entre os conjuntos de filtros utilizados. Este processo de calibração garante que as magnitudes obtidas sejam consistentes e comparáveis com catálogos e outras observações.

Além dos filtros de banda larga, como os UBVRI e  $u'g'r'i'z'$ , existem também filtros de

banda estreita, que isolam linhas espectrais específicas (como H-alpha ou OIII), e filtros de banda intermediária. Cada tipo de filtro é empregado para propósitos distintos, desde a classificação estelar, determinação de cores e estudos de pequenos corpos do Sistema Solar, detecção de água em cometas até o estudo de nebulosas e a medição de abundâncias químicas.

## 2.5 Polarímetros

O estudo da polarização da luz é crucial para desvendar características dos objetos astronômicos que não seriam acessíveis apenas pela fotometria ou espectroscopia (Snik; Keller, 2013). A polarimetria mede a orientação do plano de oscilação da onda eletromagnética. A luz pode ser linearmente polarizada, circularmente polarizada ou, mais comumente na astronomia, parcialmente polarizada.

Um polarímetro é um instrumento projetado para medir o estado de polarização da luz. Ele integra polarizadores (dispositivos ópticos que selecionam a direção de polarização da luz) e outros componentes como detectores e sistemas de rotação. Em astronomia, os polarímetros podem ser classificados, em termos de seu método de observação e aquisição de dados, como de imagem simples ou de imagem dupla:

- **Polarímetros de Imagem Simples (ou Sequenciais):** Neste tipo de polarímetro, o qual se mostra na esquerda da Fig. 2.9, a medição é realizada sequencialmente em diferentes orientações do polarizador. Um único detector (ou uma única imagem em um CCD) é usado, e o polarizador é rotacionado (manualmente ou automaticamente) para várias posições angulares. A intensidade da luz é registrada para cada posição, e a polarização é determinada a partir da variação dessas intensidades. Embora conceitualmente simples, polarímetros de imagem simples são suscetíveis a variações na transparência atmosférica ou no brilho da fonte durante a sequência de medição, o que pode introduzir erros. Eles empregam polarizadores de dicróismo (como folhas polarizadoras) ou polarizadores de birrefringência seguidos de um único caminho óptico.
- **Polarímetros de Imagem múltipla (ou Simultâneos):** Estes polarímetros, o qual se mostra na direita da Fig. 2.9, utilizam um divisor de feixe birrefringente, como um prisma de Wollaston ou Savart, para dividir a luz incidente em duas componentes com

polarizações ortogonais. Essas duas componentes são então direcionadas simultaneamente para diferentes regiões do mesmo detector (criando duas "imagens" do objeto, cada uma com uma polarização diferente) ou para detectores separados. A medição gera quatro componentes ortogonais simultâneas minimizando os efeitos de variações atmosféricas ou de brilho da fonte, resultando em medições de polarização mais precisas e eficientes. A determinação da polarização é feita comparando as intensidades relativas dessas imagens simultâneas.

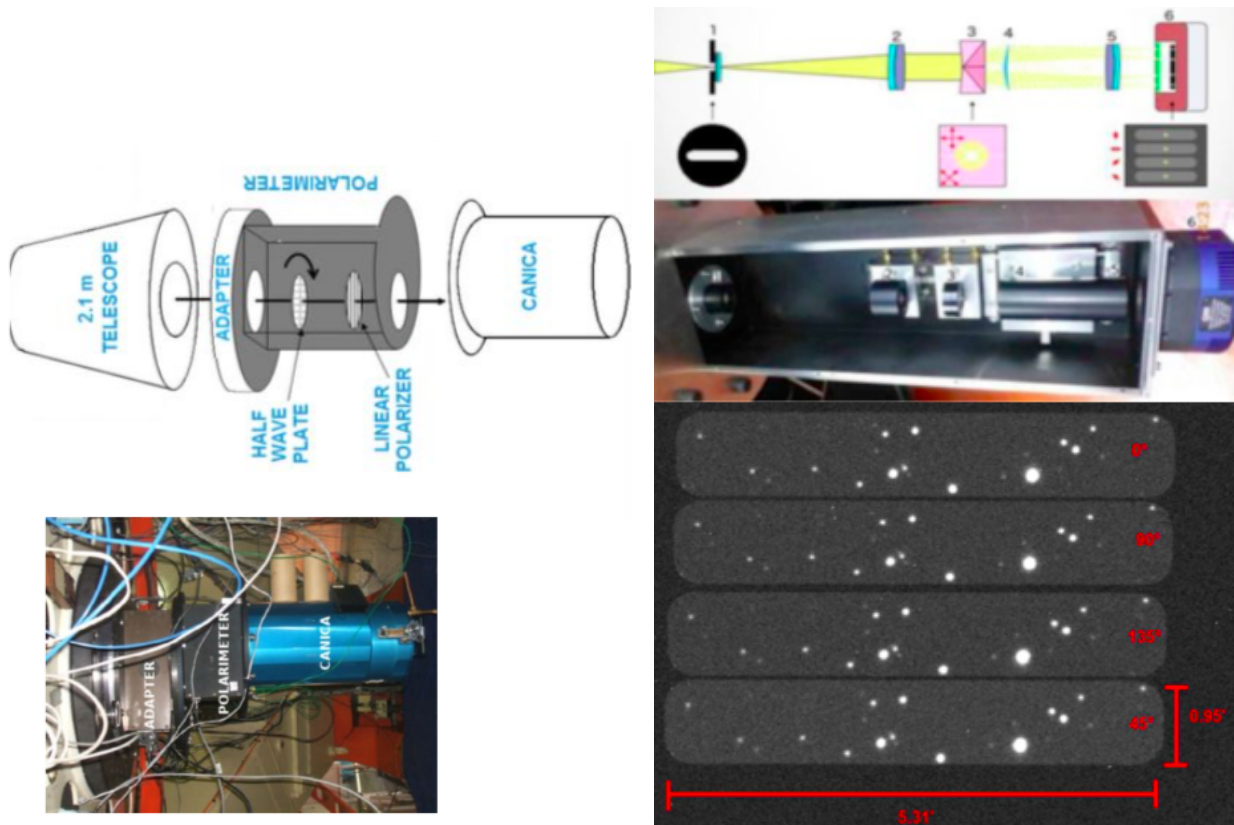


Figura 2.9: Esquerda: Polarímetro de imagem simples (Devaraj et al., 2018), onde no esquema mostra-se a placa de meia onda e o polarizador linear. Direita: Polarímetro de imagem quadruple (Devogèle et al., 2017), onde no esquema mostra-se 1) o lente, 2) o colimador, 3) Prisma Wollaston doble, 4) lente convergente 5) lente plano 6) CCD. Por último, mostra-se a imagem produzida pelo polarizador.

A combinação de filtros fotométricos e polarizadores permite aos astrônomos obter informações detalhadas sobre a natureza da radiação, o meio de propagação e as geometrias intrínsecas das fontes celestes. A polarimetria é particularmente útil para estudar fenômenos como dispersão de luz por poeira em nebulosas e discos protoplanetários, determinação de albedos de asteroides e tamanho de partículas superficiais, campos magnéticos estelares, de cometas e remanescentes de supernovas.

## 2.6 Estação Meteorológica

Estações meteorológicas são cruciais para observatórios astronômicos, pois monitoram parâmetros ambientais que influenciam diretamente a qualidade das observações e a segurança da infraestrutura. A coleta contínua desses dados é essencial tanto para o planejamento operacional, fornecendo informações sobre as melhores condições para cada tipo de observação, quanto para análises de correlação com variáveis como o seeing (qualidade da imagem atmosférica) ou a extinção atmosférica.



Figura 2.10: Estação Meteorológica, onde se mostra o anemômetro, higrômetro, pluviômetro, termômetro, radiômetro e o barômetro, junto a tela de controle.

Uma estação meteorológica típica em um observatório é composta por diversos sensores especializados:

- O anemômetro: realiza a medição da velocidade e direção do vento. Informações precisas sobre o vento são vitais para a operação segura de cúpulas e telescópios, os quais possuem limites operacionais de velocidade para prevenir danos estruturais .
- O higrômetro: quantifica a umidade relativa do ar. Níveis elevados de umidade representam um risco de condensação nas ópticas do telescópio, o que pode comprometer as observações e potencialmente danificar os equipamentos .
- O termômetro: efetua o registro da temperatura ambiente. A temperatura influencia a estabilidade térmica do conjunto telescópio-cúpula, podendo impactar o seeing e a corrente de escuro dos detectores eletrônicos .

- O barômetro: mede a pressão atmosférica. Variações na pressão atmosférica podem afetar a refração da luz na atmosfera e são dados relevantes para calibrações em modelos atmosféricos .
- O radiômetro (ou sensor de radiação solar/UV) monitora a radiação incidente. Essa medição auxilia na avaliação da nebulosidade diurna e na detecção de potenciais fontes de aquecimento ou degradação dos equipamentos.
- O pluviômetro: registra a precipitação acumulada (em suas diversas formas, como chuva ou neve). Dados de precipitação são importantes para avaliar condições de umidade extrema e para o planejamento das atividades de manutenção .

A combinação desses instrumentos permite um monitoramento abrangente das condições atmosféricas, oferecendo um panorama completo para otimizar as operações do observatório.

## 2.7 Câmeras All-Sky e de Segurança

As câmeras em observatórios astronômicos desempenham papéis multifuncionais, indo além da simples captura de dados científicos. As câmeras All-Sky e as câmeras de segurança são ferramentas indispensáveis que, embora com focos primários distintos, contribuem para a eficiência operacional, segurança e monitoramento contínuo das condições celestes e da infraestrutura.

As câmeras All-Sky são projetadas para capturar uma visão quase hemisférica do céu em campo extremamente amplo, geralmente utilizando lentes do tipo "fisheye". Sua principal função é o monitoramento contínuo das condições celestes para auxiliar no planejamento e execução de observações astronômicas (Barth et al., 2014). Essas câmeras são utilizadas para diversas aplicações críticas:

- Monitoramento de nuvens: Permitem identificar a presença e o movimento de nuvens, essencial para decidir se as observações podem ocorrer e para o planejamento de sequências de observação.
- Detecção de poluição luminosa: Registram o brilho de fundo do céu, auxiliando na avaliação e no monitoramento da poluição luminosa que afeta a qualidade das imagens.

- Estudo de fenômenos atmosféricos: São capazes de registrar eventos como auroras, descargas elétricas, meteoros e outros transientes atmosféricos de grande escala.

Para cumprir essas funções, as câmeras All-Sky possuem características específicas, como alta sensibilidade em baixa luminosidade para capturar o céu noturno, resolução angular adequada para distinguir formações de nuvens ou fontes de luz, e tempo de exposição ajustável para se adaptar a diferentes condições de brilho. Alguns modelos avançados podem incorporar filtros espectrais para análises mais detalhadas da composição luminosa do céu. Em particular, para a avaliação da poluição luminosa, é fundamental que essas câmeras consigam registrar fontes de luz fracas e o contraste entre diferentes regiões do céu.

Paralelamente, as câmeras de segurança em observatórios astronômicos, embora focadas primordialmente na proteção patrimonial e pessoal, desempenham um papel vital na segurança operacional e monitoramento da infraestrutura. Frequentemente localizados em áreas remotas, os observatórios abrigam equipamentos de altíssimo valor que necessitam de vigilância constante contra roubo, vandalismo ou acesso não autorizado. Além da segurança física, essas câmeras permitem o monitoramento remoto do estado das cúpulas, da posição do telescópio e das condições gerais do equipamento (como cabos, vazamentos ou presença de animais), minimizando a necessidade de presença física constante da equipe.

Adicionalmente, as câmeras de segurança complementam o monitoramento ambiental, oferecendo uma visão visual das condições climáticas. Podem auxiliar na detecção precoce de precipitação (chuva ou neve), no monitoramento do acúmulo de gelo e na avaliação geral da visibilidade atmosférica (neblina). Em caso de falhas ou alarmes do sistema, as imagens fornecidas por essas câmeras são cruciais para um diagnóstico visual rápido, permitindo identificar a natureza do problema e otimizar o tempo de resposta, o que é fundamental para minimizar o tempo de inatividade e prevenir danos maiores. As gravações também servem como um registro histórico para auditoria e análise pós-evento.

## 2.8 Imagens Astronômicas

Para que as imagens astronômicas obtidas com CCDs sejam cientificamente úteis, elas precisam passar por um rigoroso processo de redução de dados. Esse processo corrige diversas imperfeições inerentes ao detector e ao sistema de observação, garantindo que o

sinal medido corresponda, o mais fielmente possível, à luz proveniente dos objetos celestes (Romanishin, 2014). As imagens utilizadas nesse processo podem ser divididas em dois tipos principais: imagens de calibração e imagens de ciência (*object frame*).

### 2.8.1 Imagens de Calibração

As imagens de calibração são essenciais para remover os sinais espúrios e as não-uniformidades introduzidas pelo próprio CCD e pelo telescópio. Elas permitem isolar o sinal astrofísico real.

#### Bias Frame

São as imagens que contém só o ruído de leitura do CCD. O sinal de bias deve ser medido e subtraído das imagens científicas. Para minimizar o ruído introduzido na subtração, é prática padrão coletar múltiplos bias frames e combiná-los (geralmente por mediana) em um único 'master bias' de baixo ruído (Romanishin, 2014).

#### Dark Frame

Mesmo com sistema de esfriamento alguns CCDs podem apresentar uma corrente de escuro não desprezível. Assim como o bias, o dark signal deve ser medido e subtraído das imagens. Para reduzir o ruído, múltiplos dark frames com o mesmo tempo de exposição das imagens de ciência são coletados e combinados em um 'master dark' de baixo ruído (Romanishin, 2014).

#### Flat Frame

Os CCDs apresentam não-uniformidades em sua resposta à luz, ou seja, uma iluminação perfeitamente uniforme da superfície do detector não gera um sinal igual em todos os pixels. Essas não-uniformidades podem ser de pequena escala (pixel a pixel), devido a ligeiras diferenças no tamanho dos pixels, ou de grande escala (em grandes porções do chip), causadas por variações na espessura do silício, vinhetas da óptica do telescópio, e poeira no trajeto óptico. Essas variações podem atingir até 10% do sinal total. Para corrigir essas não-uniformidades, um flat frame é adquirido expondo o CCD a uma fonte de luz uniformemente distribuída (como o céu crepuscular ou o interior da cúpula do observatório) (Romanishin, 2014).

Os bias frames e dark frames, se a corrente de escuro for relevante para o tempo de exposição do flat, devem ser subtraídos do flat frame. O nível de sinal absoluto em um flat frame é arbitrário, de forma que o que importa é a informação sobre as diferenças de sinal entre os pixels. Por isso, o flat frame é normalizado, dividindo-se o sinal de cada pixel pelo sinal médio do quadro, de modo que o valor médio de cada pixel se torne 1.00 (Romanishin, 2014).

## 2.8.2 Imagens Científicas

Uma imagem de ciência, ou *object frame*, é a imagem real de um objeto astronômico obtida após apontar o telescópio para a posição desejada no céu e abrir um obturador para permitir que a luz incida no CCD. O sinal se acumula durante um tempo de integração que pode variar de segundos a horas, dependendo do brilho do objeto e da qualidade do sinal desejado (Romanishin, 2014).

O principal objetivo ao adquirir um *object frame* é obter a melhor relação sinal-ruído (SNR) possível dentro do tempo de telescópio disponível. Durante a integração, além do sinal do objeto, o sinal de escuro também se acumula, e o ruído de leitura e os efeitos de raios cósmicos também são registrados (Romanishin, 2014).

## 2.8.3 O Formato FITS

As imagens de CCD são representadas como matrizes bidimensionais de números, onde cada número corresponde ao brilho de um pixel. O valor de cada pixel em uma imagem bruta é frequentemente armazenado como um número inteiro (por exemplo, 2 bytes ou 16 bits), permitindo  $2^{16} = 65536$  valores distintos. No entanto, para o processamento de imagens, como a aplicação de correções de *flat field*, é preferível converter esses números para o formato de ponto flutuante (números reais), que permite cálculos mais precisos e evita truncamentos. Essa conversão geralmente dobra o tamanho do arquivo (Romanishin, 2014).

Para facilitar a troca de imagens entre diferentes programas de processamento astronômico e plataformas de computador, os astrônomos desenvolveram o sistema flexível de transporte de imagens, conhecido como FITS (*Flexible Image Transport System*). Além dos dados dos pixels, os arquivos FITS contêm informações de cabeçalho (Fig. 2.11) com metadados importantes sobre a observação (data, hora, instrumento, etc.) (Romanishin,

2014).

```

No bad pixels, min=0., max=0. (old)
Line storage mode, physdim [1024,1024], length of user area 1661 s.u.
Created Thu 18:00:10 24-Jul-2025, Last modified Thu 18:00:07 24-Jul-2025
Pixel file "/home/taaaticorrea/workspace/academico/ON/mestrado/1998KV2_100s_b2x2-0001_r.fit" [ok]
BSCALE = 1.0000000000000000 /physical = BZERO + BSCALE*array_value
BZERO = 32768.000000000000 /physical = BZERO + BSCALE*array_value
DATE-OBS= '2022-05-01T00:19:00.23' /YYYY-MM-DDThh:mm:ss observation, UT
EXPTIME= 100.00000000000000 /Exposure time in seconds
EXPOSURE= 100.00000000000000 /Exposure time in seconds
SET-TEMP= -30.000000000000000 /CCD temperature setpoint in C
CCD-TEMP= -30.000000000000000 /CCD temperature at start of exposure in C
XPIXSZ = 27.000000000000000 /Pixel Width in microns (after binning)
YPIXSZ = 27.000000000000000 /Pixel Height in microns (after binning)
XBINNING= 2 /Binning factor in width
YBINNING= 2 /Binning factor in height
XORGSUBF= 0 /Subframe X position in binned pixels
YORGSUBF= 0 /Subframe Y position in binned pixels
READOUTM= '2.0 MHz' / Readout mode of image
FILTER = 'r' / Filter used when taking image
IMAGETYP= 'Light Frame' / Type of image
FOCALLEN= 7040.5000000000000 /Focal length of telescope in mm
APTDIA = 1000.0000000000000 /Aperture diameter of telescope in mm
APTAREA = 785398.18525314331 /Aperture area of telescope in mm^2
SBSTDVER= 'SBFITSEXT Version 1.0' /Version of SBFITSEXT standard in effect
SWCREATE= 'MaxIm DL Version 6.29 220219 1MT22' /Name of software
SWSERIAL= '1MT22-RSXFH-X1M8A-1KEUU-Y878X-U6' /Software serial number
FOCUSSSZ= 10.000000000000000 /Focuser step size in microns
OBJCTRA = '14 16 37' / Nominal Right Ascension of center of image
OBJCTDEC= '+07 00 07' / Nominal Declination of center of image
OBJCTALT= '57.0832' / Nominal altitude of center of image
OBJCTAZ = '62.4447' / Nominal azimuth of center of image
OBJCTHA = '-1.9354' / Nominal hour angle of center of image
SITELAT = '-08 47 32' / Latitude of the imaging location
SITELONG= '-38 41 19' / Longitude of the imaging location
JD = 2459700.5131971063 /Julian Date at time of exposure
JD-HELIO= 2459700.5191617119 /Heliocentric Julian Date at time of exposure
AIRMASS = 1.1954258516751508 /Relative optical path length through atmosphere
OBJECT = '1998KV2'
TELESCOP= ' ' / telescope used to acquire this image
INSTRUME= 'FLI' / instrument or camera used
OBSERVER= 'Tatiane'
NOTES = ' '
ROWORDER= 'TOP-DOWN' / Image write order, BOTTOM-UP or TOP-DOWN
FLIPSTAT= ' '
SOWNER = 'Daniela Lazzaro' / Licensed owner of software

```

Figura 2.11: Exemplo de *header* de uma imagem FITS visualizado no IRAF, correspondente à observação do objeto 1998KV2, realizada pela autora no OASI em 1 de maio de 2022, às 00:19:00 UT.

## 2.8.4 Redução de Dados

A redução de dados de imagens CCD envolve a combinação e subtração desses diferentes tipos de imagens. Para sistemas profissionais, as etapas básicas são:

1. Coletar múltiplos bias frames e combiná-los pela mediana em um 'master bias' de baixo ruído.
2. Coletar múltiplos dark frames (com tempo de integração igual ao dos object frames) e, após subtrair o bias, combiná-los em um 'master dark' de baixo ruído, se a corrente

de escuro não for desprezível.

3. Coletar flat frames em cada filtro. Subtrair o bias e o dark, se aplicável, e normalizar o flat dividindo-o pelo seu sinal médio, de modo que o valor médio de seus pixels seja 1.00.
4. Subtrair o 'master bias' e o 'master dark' da imagem de ciência e, em seguida, dividir o resultado pelo flat frame normalizado.

Matematicamente, uma imagem reduzida é obtida por:

$$\text{Frame Reduzido} = \frac{(\text{Frame de Objeto Bruto}) - (\text{Master Bias}) - (\text{Master Dark})}{(\text{Flat Frame Normalizado})}$$

É importante notar que, para muitos CCDs de grau profissional modernos, a corrente de escuro é tão baixa que o 'master dark' pode ser ignorado na subtração, sendo os dark frames usados principalmente para fins de teste do sistema. No entanto, em sistemas com maior corrente de escuro, dark frames podem ser tomados antes e depois de cada object frame e subtraídos para um controle mais preciso (Romanishin, 2014).

## 2.9 Fotometria

A fotometria é uma técnica fundamental em astronomia utilizada para medir o fluxo de luz de objetos celestes. Ao quantificar a energia eletromagnética detectada de uma fonte, a fotometria permite caracterizar a distribuição de energia no espectro do objeto. Essa caracterização é essencial para classificar e estudar uma vasta gama de corpos astronômicos, incluindo pequenos corpos do Sistema Solar, estrelas em diferentes estágios evolutivos, e galáxias distantes, contribuindo significativamente para o entendimento da formação e evolução do universo.

### 2.9.1 Função de Espalhamento de Ponto e Largura à Meia Altura

A luz de uma fonte pontual, como uma estrela, não é registrada como um ponto perfeito em uma imagem capturada por um CCD. A imagem formada no plano focal do telescópio é afetada por múltiplos fatores, incluindo a turbulência da atmosfera terrestre (seeing), as imperfeições ópticas do próprio sistema (como aberrações e difração) e as características

do detector. Em virtude desses fatores, a luz de uma fonte pontual é espalhada por uma pequena área na imagem. Este espalhamento é descrito pela Função de Espalhamento de Ponto (do inglês, Point Spread Function - PSF), que representa a resposta do sistema óptico a uma fonte pontual não resolvida (Fig. 2.12). Para a maioria das estrelas, seu tamanho angular é muito menor que o limite de difração dos telescópios ópticos, permitindo que sejam tratadas como fontes pontuais (Romanishin, 2014). Analiticamente, a PSF pode ser aproximada por funções como a Gaussiana ou a função Moffat, e a imagem observada de um objeto é o resultado da convolução entre sua intensidade real e a PSF do sistema.

Em telescópios de pesquisa terrestres, o principal fator que determina a forma da PSF é o embaçamento causado pela passagem da luz estelar através da atmosfera turbulenta da Terra. Embora erros de foco e rastreamento do telescópio também possam degradar a PSF, eles podem ser minimizados com boas técnicas de observação. Assumindo uma óptica de qualidade, foco e rastreamento adequados, a PSF de uma estrela tende a ser circularmente simétrica (Romanishin, 2014).

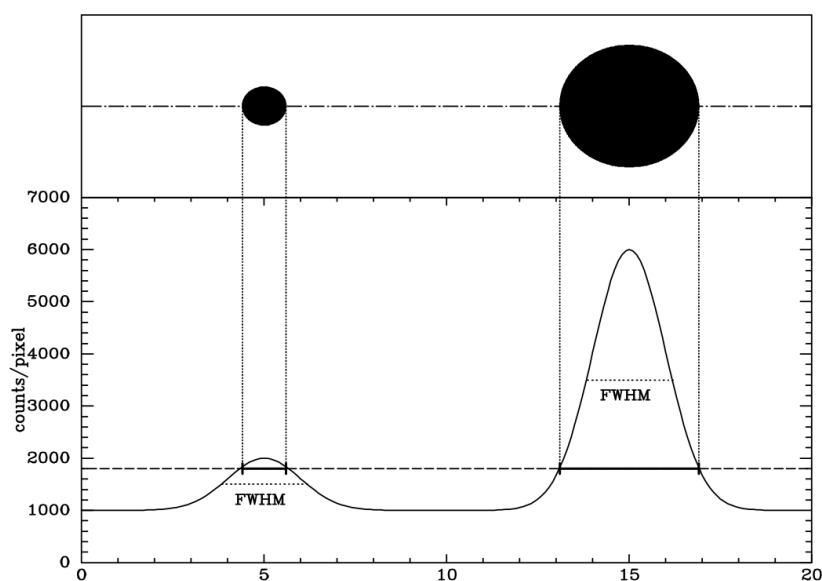


Figura 2.12: Ilustração da Função de Espalhamento de Ponto (PSF). Embora todas as estrelas possuam a mesma forma e tamanho intrínsecos de PSF, estrelas mais brilhantes podem parecer maiores em exibições de imagem devido à sua maior intensidade, que se estende por uma área mais ampla acima de um determinado limiar de visualização. A figura também indica a Largura à Meia Altura (FWHM), uma métrica para a largura da PSF, que deve ser próxima a uma constante para todas as fontes pontuais em uma mesma imagem (Romanishin, 2014).

Uma métrica comum para caracterizar a PSF é a Largura Total à Meia Altura (do inglês, Full Width at Half Maximum - FWHM). A FWHM é definida como a altura da PSF onde o fluxo cai para a metade de seu valor máximo central. É um indicador direto da nitidez

da imagem de uma fonte pontual e serve como uma medida da qualidade atmosférica e do desempenho óptico do sistema de observação. Valores menores de FWHM indicam imagens mais nítidas, o que é vantajoso para a fotometria precisa, pois concentra o fluxo da estrela em um menor número de pixels, facilitando a distinção de objetos próximos e a subtração do fundo do céu.

Um ponto fundamental a ser notado é que, como a PSF descreve a forma de uma fonte pontual no CCD, todas as estrelas (consideradas pontuais) terão a mesma forma da PSF, com FWHM similar. Estrelas mais brilhantes podem parecer maiores em exibições de imagem, o qual se deve à intensidade maior que as faz se estenderem por mais pixels parecendo assim mais largas (Romanishin, 2014).

## 2.9.2 Fotometria de Abertura

Uma das abordagens mais comuns na fotometria é a fotometria de abertura, que permite quantificar o fluxo de luz de um objeto em uma imagem (Howell, 2006). Esta técnica consiste em somar a intensidade de todos os pixels contidos dentro de uma área circular (ou elíptica) definida em torno do objeto de interesse (conhecida como abertura). Para garantir a precisão da medição, o brilho do fundo do céu, que é medido em uma região adjacente à abertura do objeto, é subtraído do valor total da abertura (Fig. 2.13, esquerda). Este processo é essencial para isolar a luz proveniente exclusivamente do objeto.

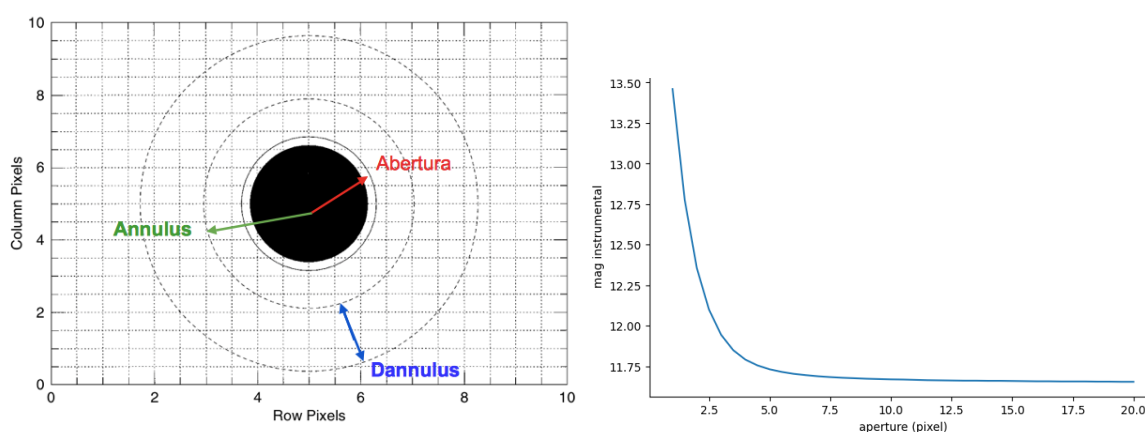


Figura 2.13: Esquerda: Ilustração da fotometria de abertura. O brilho do objeto é medido dentro do círculo interno (abertura), e o fundo do céu é estimado e subtraído a partir da região anular (anel) circundante (Howell, 2006). Direita: Curva de crescimento da magnitude como função do radio de abertura, onde observa-se o comportamento assintótico da magnitude

Apesar de ser um princípio simples, a fotometria de abertura enfrenta um desafio: a PSF de uma estrela não possui uma 'borda' definida, ou seja, sua intensidade decai suavemente,

mas nunca chega a zero. Isso levanta a questão de qual o tamanho ideal da abertura de medição para capturar toda a luz de uma estrela. Uma abertura muito grande, embora capture mais luz da estrela, também incluirá uma quantidade significativa de luz do céu e seu ruído associado. Embora o sinal médio do céu possa ser subtraído, o ruído não pode, aumentando o ruído na medição da estrela. Além disso, uma abertura grande aumenta a chance de contaminação por objetos vizinhos.

Por outro lado, uma abertura muito pequena, apesar de reduzir o ruído do céu e a contaminação, capturará apenas uma fração da luz total da estrela. Embora em condições de seeing constante essa fração seria a mesma para todas as estrelas, o seeing não é constante, o que pode levar a variações nas contagens medidas para a mesma abertura em diferentes imagens ou momentos. Para objetos brilhantes, uma abertura de 4 a 10 vezes o diâmetro do FWHM típico da PSF é geralmente suficiente para coletar a maior parte da luz sem ser excessivamente sensível às variações de seeing. No entanto, para objetos tênues, onde o ruído do céu é dominante, essa abertura maior resultaria em uma baixa razão sinal-ruído (S/N) (Romanishin, 2014).

Para mitigar esses problemas, especialmente em campos densos ou ao observar objetos tênues, utiliza-se uma técnica chamada correção de abertura. Essa técnica aproveita o fato de que todas as estrelas na mesma imagem possuem a mesma forma de PSF. Mede-se um objeto brilhante no mesmo campo tanto com uma abertura pequena (por exemplo, raio igual a 1 FWHM) quanto com uma abertura maior (por exemplo, 4 FWHM), que capta praticamente toda a luz. A diferença de magnitude instrumental entre essas duas medições é definida como a correção de abertura.

$$\Delta = m_{inst}(4 \text{ FWHM}) - m_{inst}(1 \text{ FWHM}) \quad (2.1)$$

Essa correção é então aplicada à medição de objetos tênues realizada com a abertura pequena, que proporciona um S/N melhor devido à menor inclusão de ruído do céu. A magnitude instrumental total estimada para o objeto tênue ( $m_{total}$ ) é então:

$$m_{total} = m_{inst}(1 \text{ FWHM}) + \Delta \quad (2.2)$$

A abertura ideal para objetos tênues, onde o ruído do céu é predominante, é tipicamente aquela com um diâmetro próximo ao FWHM do seeing, sendo cerca de 1.4 vezes o FWHM da PSF o valor ótimo para maximizar a relação S/N. A correção de abertura, assim, permite obter medições mais precisas do fluxo total, mesmo para objetos com baixa razão sinal-

ruído (Romanishin, 2014).

Outro método utilizado é o método de abertura infinito, neste método é usado curvas de crescimento as quais são construídas ao graficar a magnitude instrumental como função do rádio de abertura (Fig. 2.13, direita), desta forma a abertura escolhida será aquela onde o valor da magnitude começa a ser assintótico, sendo esta o valor real da magnitude, outra forma de definir esta abertura é quando a derivada da magnitude como função do radio de abertura é próximo de zero.

### 2.9.3 Magnitudes

Dentro da fotometria, o brilho dos objetos celestes é convencionalmente expresso em magnitudes. Este sistema, com raízes históricas no catálogo de Hiparco, classifica o brilho das estrelas em uma escala logarítmica e inversa: objetos mais brilhantes possuem magnitudes numericamente menores.

A escala de magnitude moderna é formalmente definida de modo que uma diferença de cinco magnitudes corresponde a uma razão exata de 100 na intensidade do fluxo. Isso implica que cada magnitude é aproximadamente 2.512 vezes mais brilhante que a seguinte. A diferença de magnitude entre duas estrelas, com fluxos  $f_1$  e  $f_2$ , é dada por:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{f_1}{f_2} \right) \quad (2.3)$$

Para estabelecer um valor absoluto, a estrela Vega é historicamente definida com magnitude 0.00. Assim, a magnitude aparente ( $m_1$ ) de uma estrela pode ser calculada em relação ao fluxo de Vega ( $f_{\text{Vega}}$ ):

$$m_1 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{f_1}{f_{\text{Vega}}} \right) \quad (2.4)$$

É crucial distinguir entre a magnitude aparente ( $m$ ), que mede o fluxo de uma estrela recebido na Terra e é influenciada pela distância e extinção interestelar, e a magnitude absoluta desta ( $M$ ), que representa o brilho intrínseco do objeto se estivesse a 10 parsecs. A relação entre essas magnitudes e a distância é fundamental para determinar a luminosidade real dos astros e suas distâncias (Romanishin, 2014; Carroll; Ostlie, 2017; Kutner, 2003). A natureza logarítmica da escala significa que pequenas variações em magnitude representam grandes diferenças no fluxo.

As magnitudes aparente e absoluta, são determinadas a partir da magnitude instrumen-

tal ( $m_{inst}$ ). Esta é uma medida direta do sinal detectado pelo instrumento e é proporcional ao fluxo do objeto. A magnitude instrumental é um valor bruto que ainda não foi corrigido para efeitos atmosféricos, sensibilidade do detector ou transformado para um sistema fotométrico padrão (como Johnson-Cousins ou SDSS) (Romanishin, 2014). Ela é calculada a partir do fluxo observado ( $F_{obs}$ ) da seguinte forma:

$$m_{inst} = -2.5 \log_{10}(F_{obs}) \quad (2.5)$$

Esta magnitude deve ser corrigida pelos efeitos atmosféricos, para isto é preciso conhecer a extinção ( $k$ ) e a massa de ar ( $X$ ) no momento e local da observação. Com esses parâmetros, é possível obter um valor de magnitude corrigido, aplicando a Lei de Bouguer (Eq. 2.6).

$$m_{corr} = m_{inst} - kX \quad (2.6)$$

Posteriormente, para que a magnitude instrumental corrigida seja comparável com magnitudes de outros sistemas ou observações, ela deve ser devidamente calibrada e transformada para um sistema padronizado. As magnitudes resultantes deste processo são denominadas magnitudes calibradas (ou aparentes) e são calculadas conforme a Equação (Eq. 2.7).

$$m_{cal} = m_{inst} + ZP \quad (2.7)$$

O ponto zero (ZP) é um parâmetro de calibração que corresponde à diferença entre a magnitude instrumental e a magnitude padrão de uma estrela em um catálogo específico (Eq. 2.8).

$$ZP = m_{cat} - m_{inst} \quad (2.8)$$

Além das definições anteriores para a magnitude, existem outras aplicáveis às ciências planetárias. É crucial notar que corpos como planetas, asteroides e núcleos cometários inativos não emitem luz própria como as estrelas, mas sim refletem a luz do Sol. Dessa forma, o brilho aparente desses corpos depende não apenas da sua distância à Terra, mas também da sua distância ao Sol, do ângulo de fase ( $\alpha$ ) e da área iluminada visível.

Devido às enormes distâncias envolvidas, a definição de magnitude absoluta usada para estrelas (posicionando o objeto a um parsec) não é prática para corpos do Sistema Solar.

Por isso, a magnitude absoluta ( $H$ ) é redefinida na ciência planetária como a magnitude que o corpo teria se estivesse a 1 UA do Sol e a 1 UA da Terra, com um ângulo de fase igual a zero.

Para determinar a magnitude absoluta, utiliza-se a magnitude reduzida, um parâmetro que remove a contribuição das distâncias ao Sol ( $r$ ) e à Terra ( $\Delta$ ) da magnitude observada (Eq. 2.9), isolando assim a contribuição angular. A magnitude absoluta ( $H$ ) é então o valor da magnitude reduzida quando o ângulo de fase é zero.

$$m_{red}(\alpha) = m_{cal} - 5 \log(r\Delta) \quad (2.9)$$

Outro parâmetro frequentemente utilizado nas ciências planetárias para quantificar as mudanças de brilho causadas pela rotação do corpo é a magnitude diferencial. Ela é definida como a diferença entre a magnitude instrumental de um pequeno corpo do Sistema Solar e a magnitude instrumental de uma estrela de referência não variável (Eq. 2.10).

$$m_{dif} = m_{inst_A} - m_{inst_*} \quad (2.10)$$

## 2.10 Seeing

Imagens de fontes de luz pontual obtidas por telescópios terrestres, como uma estrela distante, não são totalmente pontuais. Mesmo em condições perfeitas de céu e na ausência de quaisquer tipos de aberrações capazes de distorcer a imagem, os diferentes índices de refração das camadas atmosféricas fazem com que a luz difracte em diferentes direções, criando um padrão conhecido como padrão de Airy, o qual se encontra formado por um disco central e um conjunto de anéis concêntricos (Fig. 2.14). Este efeito se dá devido à natureza ondulatória da luz e das interferências construtivas e destrutivas entre as frentes de onda (Frederick, 2010).

Devido à teoria de difração de *Fraunhofer*, sabemos que o tamanho do disco de Airy é dado por:

$$\alpha = \frac{0.25}{D} \lambda \quad (2.11)$$

Onde  $D$  é o diâmetro do telescópio em metros e  $\lambda$  é o comprimento de onda da luz.

Por outro lado, em condições de baixa qualidade de céu, a turbulência atmosférica causada por fatores como a espessura da camada de ar, o gradiente de temperatura, a pressão



Figura 2.14: Representação bidimensional do disco de Airy

e a velocidade do vento, causa variações nos índices de refração de cada camada, gerando variações na direção da luz, fazendo assim com que o tamanho do disco de Airy sofra um alargamento, conhecido como *seeing*, bem evidente em imagens de longa exposição, enquanto que para imagens de curta exposição se forma o padrão de *Speckle* (Fig. 2.15). Os fatores atmosféricos podem produzir também flutuações na intensidade da luz do objeto observado, produzindo assim variações no brilho do disco de Airy, fenômeno conhecido como cintilação.

O *seeing* é um parâmetro ideal para poder medir a qualidade do céu na hora de realizar observações astronômicas. Este parâmetro depende basicamente de fatores atmosféricos que modificam a transmitância e absorvância da atmosfera, como a presença de nuvens, vento, gradientes de temperatura, umidade relativa, turbulência, precipitação, presença de aerossóis, entre outros, acarretando em mudanças no índice de refração das camadas da atmosfera (Mekhaimr, 2017).

A contribuição da umidade no *seeing* pode chegar a ser muito pequena (Roddier, 1981; Travouillon et al., 2003), mas também é sabido que para regiões muito úmidas a transmitância atmosférica é afetada, aumentando a dispersão por aerossóis o que incrementa a emissividade térmica e o brilho do céu (Bradley et al., 2006).

A maneira mais comum de quantificar o *seeing* é por meio do FWHM. Esse valor é invariável com a intensidade da luz em uma mesma imagem, o que significa que todas as fontes pontuais no campo devem apresentar aproximadamente o mesmo FWHM. Contudo, como nem todas as fontes são pontuais, a estimativa do FWHM em uma imagem é geralmente obtida pela mediana dos valores calculados para todas as fontes. Assim, ao longo da noite, de diferentes dias e estações do ano, o FWHM pode variar de acordo com as condições atmosféricas locais, servindo como métrica para caracterizar a qualidade do céu de um observatório. Os observatórios mais bem posicionados, em regiões elevadas e áridas com mínima turbulência atmosférica, costumam apresentar valores de *seeing* entre

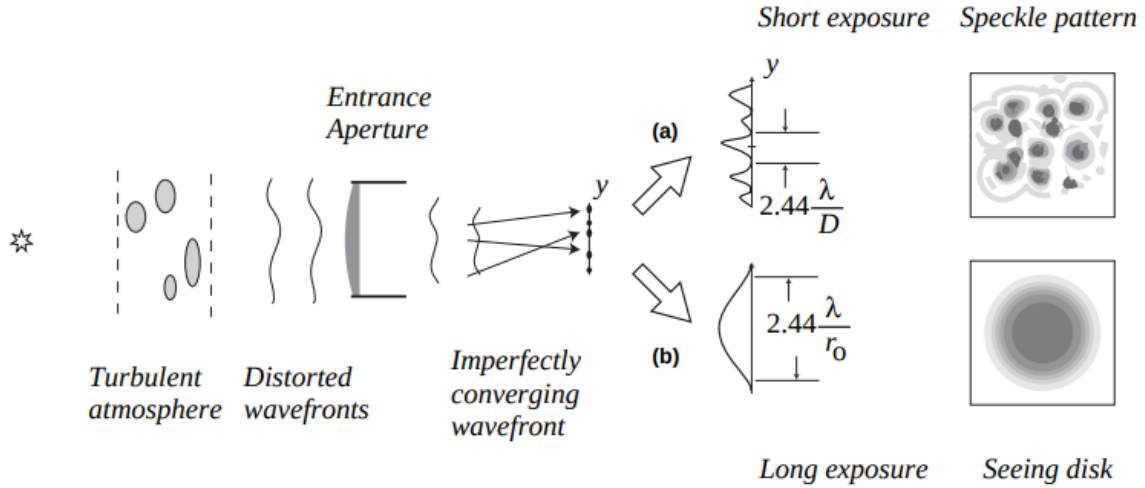


Figura 2.15: Representação da formação de imagem por um telescópio em uma atmosfera turbulenta. Em exposições curtas (a), as distorções da frente de onda causadas pela turbulência atmosférica geram os padrões de *Speckle*. Em exposições longas (b), o movimento turbulento da atmosfera, ao longo do tempo, borra estes padrões, produzindo um disco de seeing (seeing disk) maior e difuso (Sereni, 2017).

0.5" e 2.0".

O modelo padrão para o seeing astronômico foi desenvolvido por (Tatarskii, 1961) e (Fried, 1965), baseado no modelo de turbulência atmosférica de Kolmogorov (Kolmogorov, 1991). Este modelo mostra que o seeing basicamente depende da massa de ar ( $X$ ), do comprimento de onda ( $\lambda$ ), e a largura a meia altura ( $FWHM$ ), onde a massa de ar é calculada usando o modelo plano-paralelo, dependente do ângulo zenital( $z$ ) ou da altura ( $A$ ) (Eq. 2.12).

$$X = \sec(z); \quad z = 90 - A \quad (2.12)$$

Para baixas alturas o modelo de atmosfera plano-paralelo falha na determinação da massa de ar e portanto, são utilizados modelos empíricos (Pickering, 2002)(Eq. 2.13).

$$X = \left( \sin A + \frac{244}{165 + 47A^{1.1}} \right)^{-1} \quad (2.13)$$

O seeing depende de diversos parâmetros, como o comprimento de onda, a altura do observatório, o tempo de exposição, a precisão do tracking, o foco e a óptica do telescópio. Sua determinação é geralmente realizada a partir do FWHM, utilizando a Equação (2.14), que considera a escala de placa (PS) e a binagem da imagem (BIN) (Bradley et al., 2006).

$$seeing = (PS)(BIN)(FWHM)(X^{-0.6}) \left( \frac{\lambda}{5000\text{\AA}} \right)^{-0.2} \quad (2.14)$$

## 2.11 Extinção Atmosférica

A extinção atmosférica é um fenômeno físico que atenua a radiação eletromagnética de corpos celestes, à medida que esta atravessa a atmosfera terrestre. Essa atenuação, que ocorre por meio de absorção e espalhamento, afeta diretamente a precisão das medições fotométricas. Por essa razão, a quantificação e a compreensão da extinção atmosférica são fatores cruciais na caracterização de sítios astronômicos e na calibração de observações. Embora a luz possa viajar por bilhões de anos-luz no vácuo do espaço, as perdas mais significativas ocorrem justamente nos últimos quilômetros, ao atravessar a atmosfera terrestre, o que torna a sua correção indispensável para a fidelidade dos dados obtidos por telescópios terrestres.

As principais causas da extinção atmosférica são o espalhamento Rayleigh, que afeta preferencialmente comprimentos de onda menores e é responsável, por exemplo, pela coloração azul do céu; a absorção por ozônio, especialmente significativa no ultravioleta; o espalhamento por aerossóis, que é altamente variável no tempo e depende de fontes como poeira, sal marinho, fumaça e cinzas vulcânicas; e a absorção por bandas moleculares de gases como vapor d'água e dióxido de carbono. A soma desses processos define o coeficiente de extinção atmosférica  $k_\lambda$ , o qual varia com o comprimento de onda e com as condições locais da atmosfera (Bortolotto, 2020).

A quantificação da extinção atmosférica é geralmente feita por meio da Lei de Bouguer (Eq. 2.15), que estabelece uma relação linear entre a magnitude observada  $m(h_0)$ , a magnitude da fonte acima da atmosfera  $m(h_1)$  e a massa de ar  $X(z)$  atravessada pela luz:

$$m(h_1) = m(h_0) + k_\lambda X(z) \quad (2.15)$$

onde  $k_\lambda$  é a constante de extinção atmosférica, expressada em magnitudes por massa de ar. A massa de ar  $X(z)$  representa a quantidade relativa de atmosfera atravessada por um raio de luz e depende do ângulo zenital ( $z$ ) da observação, que depende da altura do objeto (Eq. 2.12). Quando a estrela está no zênite,  $X = 1$ , e à medida que se aproxima do horizonte,  $X$  cresce significativamente, aumentando a atenuação da luz.

A Figura 2.16 ilustra graficamente essa relação entre o ângulo zenital e a massa de ar,

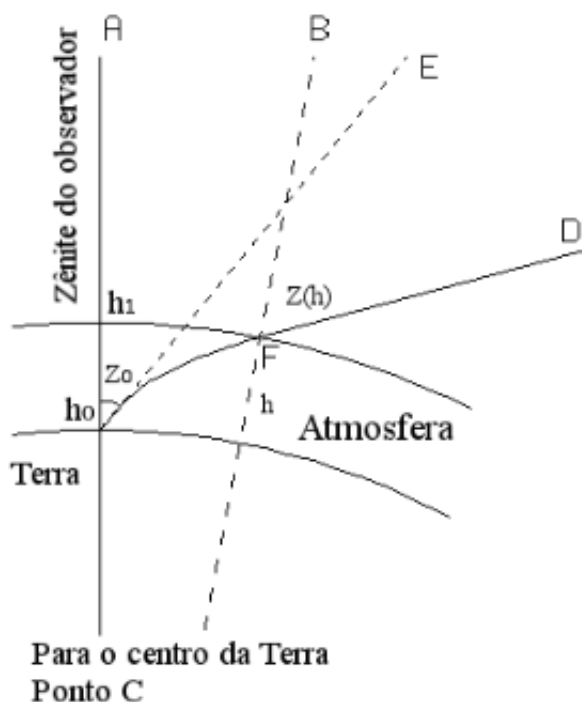


Figura 2.16: Representação da refração atmosférica. O raio de luz, proveniente da posição real da estrela (T), atravessa a atmosfera e chega ao observador (O) em um caminho curvado (FO). Esse fenômeno faz com que a estrela aparente estar na direção E, uma posição mais elevada no céu. O comprimento do caminho atmosférico (FO), e consequentemente a refração, aumenta à medida que a distância zenital cresce (Bortolotto, 2020).

demonstrando como a trajetória da luz se alonga ao atravessar camadas mais densas da atmosfera conforme se aproxima do horizonte (Bortolotto, 2020).

A determinação do coeficiente de extinção  $k_\lambda$  para cada noite de observação permite corrigir as magnitudes medidas e obter os fluxos reais das fontes observadas. Este coeficiente é especialmente importante em observações fotométricas, onde a uniformidade e precisão dos dados são essenciais para a análise estatística de grandes amostras de objetos. Por essa razão, diversos observatórios operam telescópios auxiliares ou câmeras All-Sky dedicadas exclusivamente à medição contínua da extinção atmosférica ao longo da noite.

Assim como o seeing, a extinção atmosférica deve ser caracterizada para cada sítio astronômico, visto que ela depende das condições locais, da altitude, da umidade e da poluição atmosférica. Regiões áridas e elevadas tendem a apresentar coeficientes de extinção menores, sendo, portanto, mais favoráveis à instalação de observatórios de alto desempenho. O monitoramento contínuo da extinção permite não apenas aprimorar a redução dos dados, como também identificar tendências climáticas locais que impactam a qualidade das observações ao longo dos anos.

## 2.12 Poluição luminosa

A poluição luminosa é definida como a presença excessiva ou mal direcionada de luz artificial no ambiente noturno, que interfere negativamente na observação do céu e no funcionamento dos ecossistemas naturais. Em contextos astronômicos, esse fenômeno representa uma das maiores ameaças à qualidade das observações feitas por telescópios terrestres, pois eleva o brilho do céu e reduz a razão sinal-ruído das imagens adquiridas. De forma geral, ela é composta por diversos componentes, entre eles o brilho do céu, a luz intrusiva, o ofuscamento e a superiluminação (Azman et al., 2019).

O brilho do céu, em particular, é o principal fator de impacto em observações astronômicas e ocorre quando a luz artificial é espalhada na atmosfera por partículas em suspensão, como poeira e aerossóis. Esse espalhamento aumenta o fundo de brilho em imagens astronômicas, dificultando a detecção de objetos tênues e distantes. O fenômeno é mais acentuado em regiões próximas a grandes centros urbanos, onde a quantidade de iluminação pública, comercial e residencial é significativamente maior (Azman et al., 2019).

A poluição luminosa e a extinção atmosférica estão fisicamente interligadas, uma vez que a luz artificial dispersa na atmosfera sofre os mesmos processos de espalhamento e absorção que a luz proveniente de fontes astrofísicas. Por isso, a extinção atmosférica pode ser usada como parâmetro auxiliar para estimar a intensidade da poluição luminosa em um sítio observacional. Pesquisas como a de (Patat, 2003) demonstram que a medida do brilho do céu noturno em diferentes bandas fotométricas (UBVRI), comparada com modelos atmosféricos, permite inferir a contribuição antrópica na luminosidade do céu. Dessa forma, o cálculo da extinção atmosférica, especialmente em noites com baixa atividade solar e atmosfera estável, fornece uma linha de base para detectar aumentos no brilho do céu que não podem ser atribuídos a fontes naturais, sendo assim atribuídos à poluição luminosa.

Estudos indicam que a poluição luminosa não apenas reduz a quantidade de estrelas visíveis a olho nu, como também prejudica medições fotométricas e espectroscópicas, além de comprometer a eficiência dos telescópios. Esse impacto é ainda mais acentuado na observação de objetos localizados próximos ao horizonte, como estrelas, asteroides com órbitas internas à da Terra e cometas do tipo Sungrazer. Mesmo observatórios situados em áreas remotas não estão totalmente imunes, sendo afetados por luz artificial dispersa nas camadas superiores da atmosfera.

Para mitigar os efeitos da poluição luminosa em sítios astronômicos, diversas estratégias são adotadas, como a criação de zonas de proteção ao redor dos observatórios, o controle

da direção e intensidade das luminárias, a regulamentação do uso de luz artificial por meio de legislações específicas, e a promoção de lâmpadas com espectro restrito, como as de sódio, em detrimento de tecnologias que emitem intensamente na faixa azul, como os LEDs. Esta última faixa é particularmente prejudicial à observação astronômica, pois é fortemente espalhada pelas camadas atmosféricas superiores, conforme descrito pelo efeito Rayleigh (Barghini, 2010). A realização sistemática de medições do brilho do céu noturno constitui uma ferramenta fundamental para diagnosticar o avanço da poluição luminosa e subsidiar a formulação de políticas de mitigação mais eficazes (Azman et al., 2019).

A caracterização do nível de poluição luminosa em um observatório é essencial para assegurar a qualidade das observações astronômicas e otimizar o uso do tempo de telescópio. Além disso, campanhas de conscientização e educação pública sobre os impactos da iluminação artificial noturna têm se mostrado estratégias eficazes na preservação dos céus escuros, um recurso natural valioso e indispensável para o avanço da ciência astronômica

# Capítulo 3

## Resultados

### 3.1 Localização e Objetivos científicos do OASI

O Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI) se encontra localizado no município de Itacuruba no estado de Pernambuco e faz parte do projeto IMPACTON (Iniciativa de Mapeamento e Pesquisa de Asteroides nas Cercanias da Terra do Observatório Nacional). Este é um projeto estruturante do Observatório Nacional, o qual começa formalmente em 2005, ano em que foram aprovados todos os recursos orçamentários para a compra e operação de um telescópio robótico dedicado ao seguimento e caracterização física de NEOs (Lazzaro, 2010). Este projeto é pioneiro em observação remota no Brasil e é liderado pelo grupo de Ciências Planetárias do Observatório Nacional. A primeira luz do telescópio ocorreu em 2011 e o início efetivo dos projetos científicos em 2012 (Lazzaro et al., 2012). Finalmente, em fevereiro de 2013, o OASI recebeu do Minor Planet Center da União Astronômica Internacional o código “Y28 Nova Itacuruba” (De Pra et al., 2013). Desde 2014, o telescópio do OASI é operado remotamente do Rio de Janeiro, mas conta com assistência técnica in-situ.

O OASI está localizado na região nordeste do Brasil, a uma altitude de 390 m acima do nível do mar, com coordenadas geográficas de latitude  $-8^{\circ}47'32.1''$  e longitude  $-38^{\circ}41'18.7''$ . Por estar próximo à linha do equador, tem a vantagem de observar objetos de ambos os hemisférios celestes. Junto com o TRAPPIST (ESO, La Silla, Chile), é um dos poucos observatórios do Hemisfério Sul dedicados integralmente à observação de pequenos corpos do Sistema Solar (Fig. 3.1).

O principal objetivo científico do OASI tem sido a caracterização física de pequenos corpos do Sistema Solar, com ênfase na determinação de parâmetros como período de

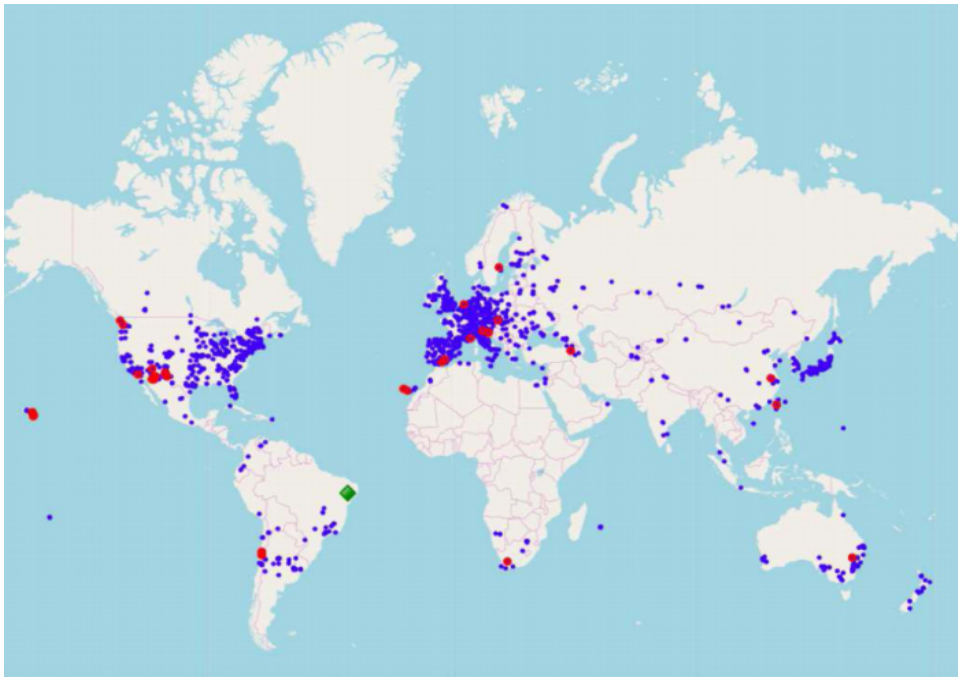


Figura 3.1: Distribuição de observatórios no mundo com código MPC, representados por pontos azuis. Os pontos vermelhos indicam os observatórios com grandes participações em *surveys* de pequenos corpos do Sistema Solar e dedicados à observação desses objetos. Em verde está indicado o OASI (Rondón et al., 2020).

rotação, orientação do eixo de rotação, formas, diâmetros efetivos e classificação taxonômica. Esses estudos são realizados por meio da análise de curvas de luz, curvas de fase e espectros fotométricos (Silva; Lazzaro, 2015; Monteiro et al., 2017; Perna et al., 2017; Monteiro et al., 2018; Monteiro et al., 2018; Rondón et al., 2019; Marciniak et al., 2019; Rondón et al., 2020; Marciniak et al., 2021; Monteiro et al., 2021; Rondón et al., 2022; Ieva et al., 2022; Michimani et al., 2022; Monteiro et al., 2023b; Monteiro et al., 2023a; Marciniak et al., 2023; Arcoverde et al., 2023; Michimani et al., 2023; Michimani et al., 2023; Pereira et al., 2024; Arcoverde et al., 2025; Pereira et al., 2025). Adicionalmente, o OASI também tem contribuído com outras frentes de pesquisa em menor escala, incluindo: (i) estudos de atividade cometária a partir da análise do perfil radial de asteroides (Martino et al., 2019; Evangelista-Santana et al., 2023; Martino et al., 2025); (ii) observações de ocultações estelares por pequenos corpos (Rondón-Briceño et al., 2025); e (iii) campanhas de astrometria voltadas à determinação e refinamento orbital de alvos específicos (Sybiryakova et al., 2014; Mastaler et al., 2015a; Mastaler et al., 2015b; Wainscoat et al., 2015a; Wainscoat et al., 2015b; Mastaler et al., 2015a; Tubbiolo et al., 2015; Hill et al., 2015; Ruiz et al., 2015; Balam et al., 2015; Gibson et al., 2015; Mastaler et al., 2015b; Mastaler et al., 2015c; Nishiyama et al., 2015; Schwartz et al., 2016; Mastaler et al., 2016; Leonard et al., 2016; Ramanjooloo et al., 2016; Wainscoat et al., 2016; Bacci et al., 2016; Ruiz et al., 2016; Abreu

et al., 2017b; Abreu et al., 2017c; Abreu et al., 2017d; Abreu et al., 2017e; Bressi et al., 2017; Abreu et al., 2017a; Ruiz et al., 2018; Ruiz et al., 2018a; Ruiz et al., 2018b; Schwab et al., 2018a; Schwab et al., 2018b; Bulger et al., 2019).

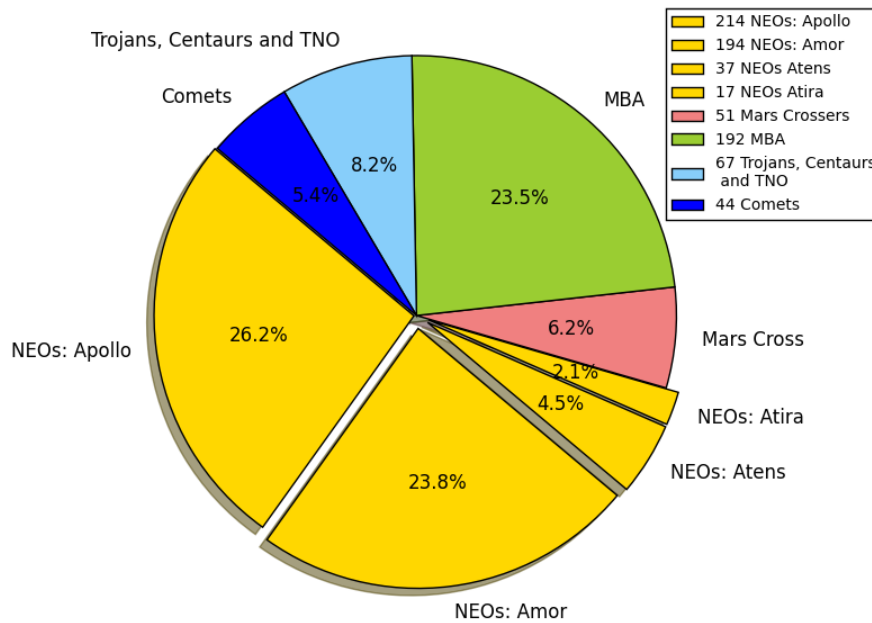


Figura 3.2: Porcentagem de pequenos corpos do Sistema Solar observada no OASI desde 2014 até Maio de 2025.

Com o objetivo de realizar a caracterização desses corpos, o OASI tem conduzido um extenso programa de observações. Até maio de 2025, foram observados 513 objetos próximos da Terra (NEOs), incluindo 93 Asteroides Potencialmente Perigosos (PHAs). Dentre esses, 17 são da família Atira, 37 Aten, 194 Amor, 214 Apollo e 51 Mars Crossers. Além disso, foram observados 259 outros pequenos corpos, compreendendo 192 asteroides do cinturão principal, 7 troianos de Júpiter, 47 centauros e 13 Objetos Transnetunianos (TNOs). O observatório também registrou 44 cometas (Fig. 3.2).

Aprimorar o planejamento das observações no OASI é a principal motivação deste trabalho, que se dedica à caracterização instrumental e do céu noturno do observatório. Para isso, será realizada uma descrição detalhada dos instrumentos atuais e futuros, além de uma análise aprofundada das condições meteorológicas, do seeing, do coeficiente de extinção atmosférica e da poluição luminosa. Essa caracterização é essencial para identificar os períodos ideais para observações fotométricas de alta qualidade, otimizando a alocação do tempo de telescópio para os projetos científicos do programa IMPACTON. A análise se baseará em dados de imagens obtidas nos últimos anos, combinados com os registros da estação meteorológica local, com o intuito de investigar correlações entre os

parâmetros atmosféricos e a qualidade das observações astronômicas.



Figura 3.3: Sala de observação em Itacuruba, no OASI à esquerda, e à direita a sala de observação remota no ON, Rio de Janeiro.

## 3.2 Caracterização Instrumental

O OASI é equipado com um telescópio e um domo automatizado, os quais são operados remotamente do Observatório Nacional no Rio de Janeiro e com assistência técnica em Itacuruba (Fig. 3.3).

O observatório possui um telescópio  $f/8$  automatizado do tipo Classic-Cassegrain com montagem altazimutal (Fig. 3.4), óptica desenvolvida por uma empresa alemã (*Astro Optik*) e um domo automatizado fabricado em fibra de vidro por uma empresa australiana (*Sirius Observatories*). Seu espelho parabólico principal, de razão focal  $f/3$ , possui  $1.003m$  de diâmetro e seu espelho hiperbólico ( $e = 4.84$ ) secundário possui  $0.364m$  de diâmetro. Ambos espelhos são revestidos com  $Al+SiO_2$  e possuem refletividade maior que 90%. O sistema óptico também inclui um campo redutor para corrigir aberrações residuais e reduzir a razão focal do telescópio para  $7.030m$  e assim aumentar o campo efetivo para  $27.5mm^2$  (Rondón et al., 2020). A altura de operação do telescópio varia entre  $19.6^\circ$  e  $82.6^\circ$ , com uma velocidade limite de  $3^\circ/s$  e uma frequência de ressonância de 15 Hz (Tabela. 3.2). O telescópio atinge magnitudes limite específicas para diferentes filtros, utilizando um tempo de exposição de 300 segundos, conforme detalhado por (Rondón et al., 2020). Para os filtros Johnson-Cousins, as magnitudes limite são de 17.28 (B), 17.44 (V) e 18.18 (R). Já para os filtros SLOAN, os valores alcançados são de 15.38 (u), 17.95 (g), 17.60 (r), 17.50 (i) e 16.21 (z).

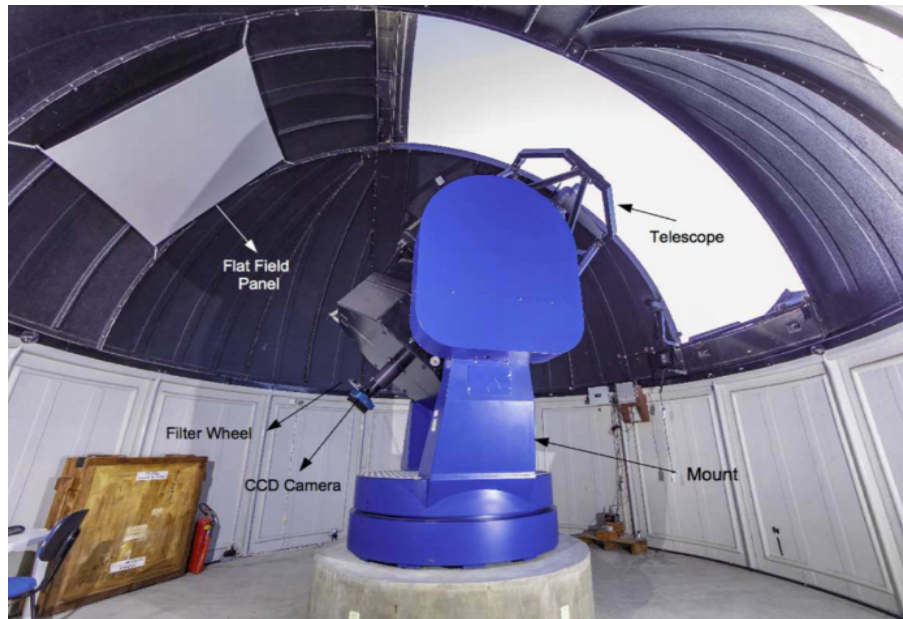


Figura 3.4: Interior da cúpula onde se encontra o telescópio com sua montagem altazimutal e a tela de flat, na imagem também se sinaliza a roda de filtros, a câmera CCD e a montagem altazimutal (Rondón et al., 2020).



Figura 3.5: Esquerda: parte externa da cúpula, onde mostra-se a altura e largura desta, assim como a largura da abertura. Direita: parte interna da cúpula, onde especifica-se a distância angular da parte superior da trapeira assim como a largura da abertura da cúpula.

O domo do observatório possui um diâmetro de  $6.7m$  e uma altura de  $5.5m$ . Seu sistema de rotação, assim como a abertura e o fechamento, são totalmente automatizados e alimentados por energia solar (Fig.3.5). A abertura principal da cúpula tem uma largura de  $1.8m$ , correspondendo a um campo angular de aproximadamente  $30^\circ$ . A parte superior da abertura limita a visada inferior a  $37^\circ$  de altura. Dessa forma, o telescópio com a trapeira inferior fechada pode acompanhar objetos no intervalo angular entre  $37^\circ$  e  $82.6^\circ$  de altura (Tabela. 3.2).

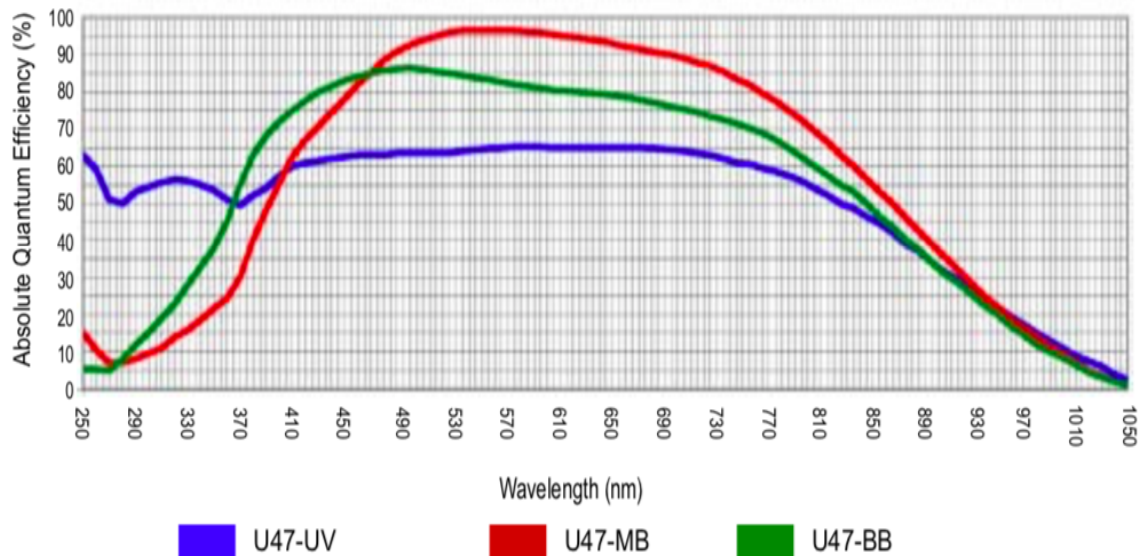


Figura 3.6: Curvas de eficiência quântica dos CCD com banda no ultravioleta (Apo-U47/U42/PL4240-UV), de banda média (U47/U42/PL4240-MB) (presente no OASI) e de banda ampla (U47/U42/PL4240-BB).

O telescópio se encontra equipado por quatro câmeras CCD que podem ser acopladas no telescópio de forma não simultânea, uma Apo-U47-MB-0, que cobre um campo de  $5.9' \times 5.9'$ , uma Apo-U42-MB-HC-0 e outra PL4240, que cobrem um campo de  $11.8' \times 11.8'$ , com um pico de eficiência quântica de 96% (Fig. 3.6)(Tabela. 3.6). A escala de placa dos detectores é de  $0.343''$  por pixel, o que influencia diretamente na resolução angular das imagens. As CCDs possuem frequência máxima de leitura de 5 MHz (equivalente a  $0.2 \mu s$ ) e tempo mínimo de exposição de 0.03 s, permitindo capturas rápidas com alta precisão, com um ganho de  $1.4 e^-/ADU$  (Tabela. 3.1) (Rondón et al., 2020).

Uma das aquisições mais recentes foi a câmera Atik-TE Series, com um campo de visão de  $14.1' \times 13.5'$ . Suas especificações incluem uma eficiência quântica de 92%, frequência máxima de leitura de 0.2 MHz e 2 MHz, e um tempo mínimo de exposição de 0.01 s, com um ganho de  $2.587 e^-/ADU$ . No entanto, esta câmera apresenta limitações, sendo a mais ruidosa, com uma baixa taxa de leitura e sensibilidade de pixels não uniforme.

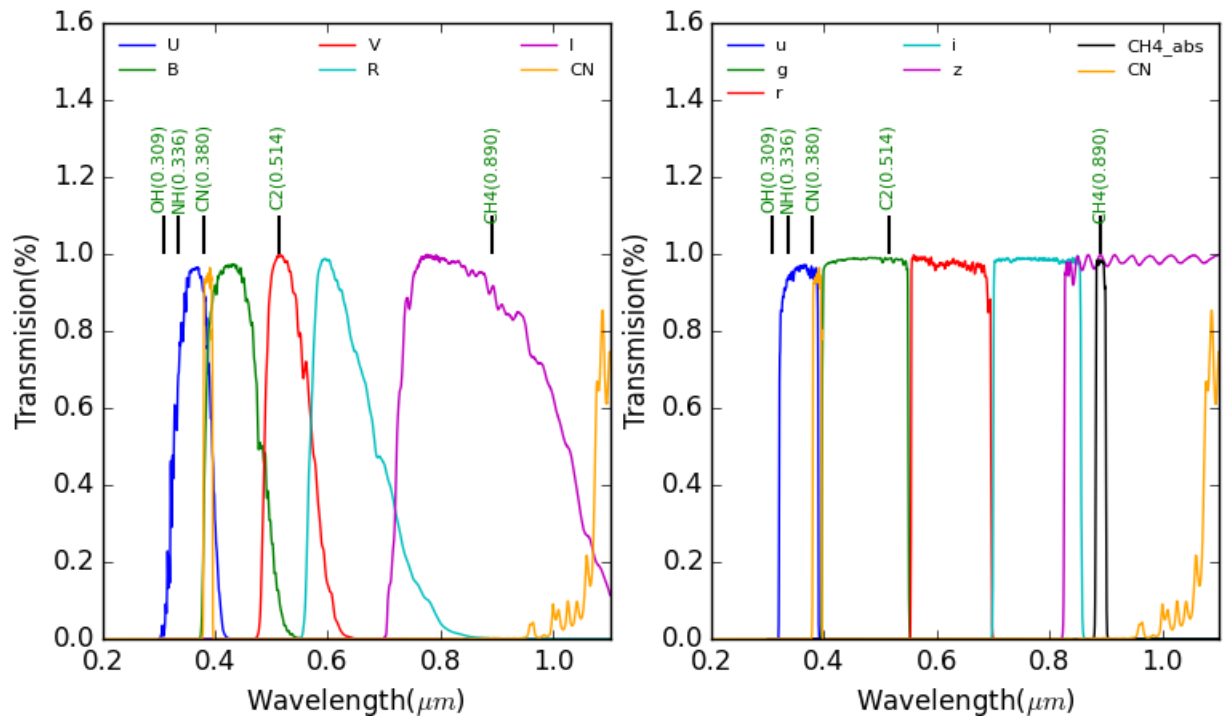


Figura 3.7: Curvas de transmissão dos Sistemas Johnson-Cousins e SLOAN, junto com os filtros CN modelo FF01-387/11-50. Também se mostra a localização de diferentes linhas de emissão.

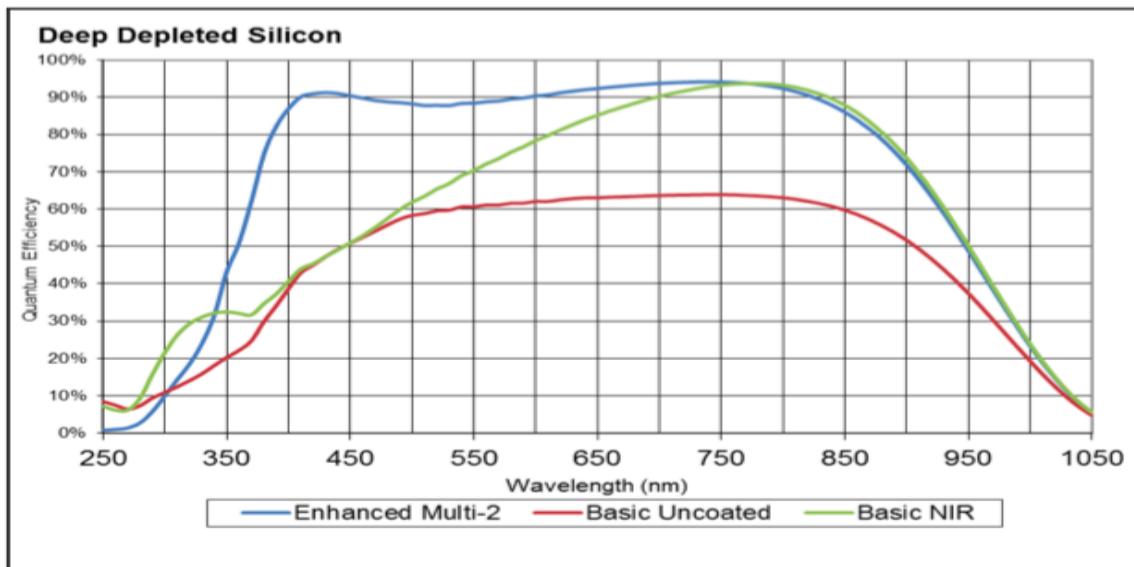


Figura 3.8: Curvas de eficiência quântica dos CCD "deep depleted", onde o CCD com maior pico de eficiência são os Enhanced Multi-2.

Tabela 3.1: Especificações das câmeras CCD utilizadas no OASI.

Parâmetros	Apo-U47-MB-0	Apo-U42-HC-0	PL4240	Atik-TE Series
Ano de aquisição	2008	2013	2019	2024
Sensor	E2V CCD47-10	E2V CCD42-40	E2V CCD42-40	E2V CCD42-40
Tipo de CCD	Back illuminated	Back illuminated	Back illuminated	Back illuminated
Arranjo (pixels)	1024 x 1024	2048 x 2048	2048 x 2048	2048 x 2048
Tamanho do pixel ( $\mu\text{m}$ )	13 x 13	13.5 x 13.5	13.5 x 13.5	13.5 x 13.5
Área de imagem (mm)	13.3 x 13.3	27.6 x 27.6	27.6 x 27.6	26.6 x 26.6
Tempo mín. de exposição (s)	0.03	0.03	0.03	0.01
Tempo máx. de exposição (min)	183	183	183	Ilimitado
QE (400 nm)	52%	52%	52%	40%
QE de pico	96%	>90%	>90%	92%
Ganho ( $e^-$ /contagem)	1.4	1.4	1.4	2.587
SNR máx. ( $e^-$ )	7	8	9	< 8
Nível de bias (contagem)	1169	1169	1169	790
Corrente escura ( $e^-$ /pixel/s)	0.09	0.09	<0.2	150-250
Capacidade linear do poço ( $e^-$ )	100.000	100.000	100.000	150.000
Faixa dinâmica (dB)	83	82	82	85.5
Resfriamento	Termoelétrico/ar forçado	Termoelétrico/ar forçado	Termoelétrico/ar forçado	Termoelétrico/ar forçado

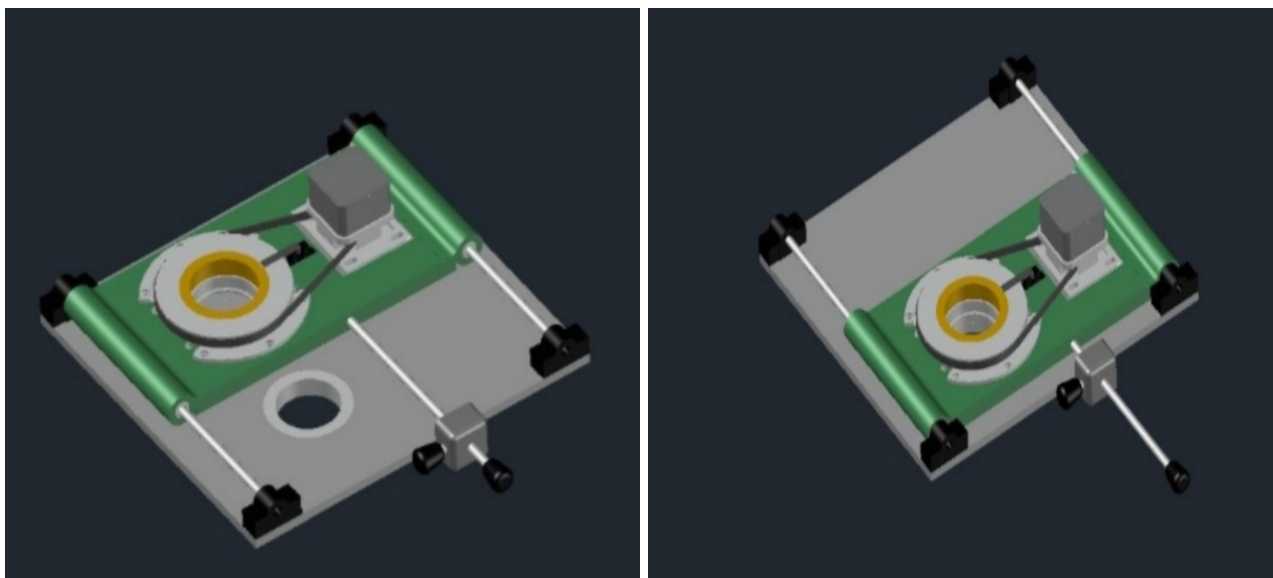


Figura 3.9: Polarizador para OASI (OASIPOL). A esquerda se mostra o polarizador fora do caminho óptico de forma que estaria em modo fotométrico. A direita se mostra o polarizador posicionado no caminho óptico pelo que estaria em modo polarizador. Podemos observar a trava e rotador do analisador.

Por outro lado, os filtros disponíveis no OASI contemplam dois dos sistemas fotométricos mais amplamente utilizados na astronomia: Johnson-Cousins (U, B, V, R, I) e o Sloan Digital Sky Survey (u, g, r, i, z) (Fig. 3.7). A presença de uma roda de filtros com 9 posições e outra com 13 proporciona flexibilidade na alocação de todos os filtros e na seleção de bandas observacionais para diferentes estudos.

Atualmente, tem-se cogitado a realização de um projeto para a aquisição de um filtro cometário voltado para a detecção de água através da banda de cianogênio (CN) em 387 nm, onde o filtro modelo FF01-387/11-50 é o ideal para a detecção desta linha (Fig. 3.7). Ao comparar a posição dessa banda com a curva de eficiência quântica dos principais CCDs usados no OASI (U47/U42-MB) (Fig. 3.6), observamos que a linha de emissão do CN não poderia ser detectada devido à baixa eficiência quântica nesta região espectral.

Na atualidade, está em andamento um projeto para a aquisição de um novo CCD. Neste sentido temos realizado uma análise dos diferentes CCD disponíveis no mercado. Devido à necessidade de realizar estudos na região do ultravioleta e infravermelho próximo para a detecção de água através das linha de CN, e para detecção de metano (Fig. 3.7), este novo CCD deveria ter uma eficiência quântica alta nessas regiões. Desta forma depois de realizar uma análise de diferentes dispositivos. Concluiu-se que o CCD do tipo "deep depleted silicon astro multi 2" é a melhor opção. Neste tipo de CCD, a camada de silício é mais espessa, o que permite uma penetração e detecção mais eficiente dos fótons, elevando a eficiência quântica do dispositivo (Fig. 3.8), além de diminuir o ganho e a interferência cons-

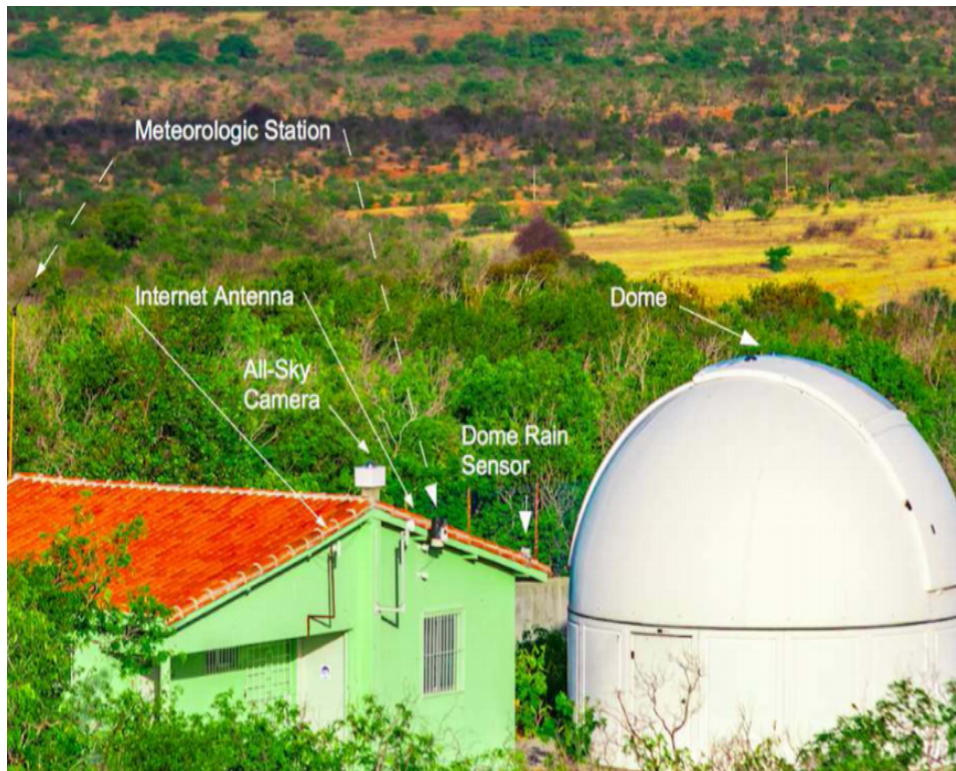


Figura 3.10: Área externa do OASI. Estão sinalizados, da esquerda para direita: A estação meteorológica, a antena de internet para o controle remoto no ON, a câmera all sky, o sensor de chuva do domo e o domo (Rondón et al., 2020).

trutiva conhecida como "fringing" a qual é causada pela interferência da luz com a camada superficial de silício.

Por último, nos próximos meses, está prevista a instalação de um filtro polarizador linear de imagem simples, adquirido do Centro Astronómico El Leoncito (CASLEO), na Argentina (Fig. 3.9). Este polarizador terá uma janela de 40 mm com trava manual, uma perda de  $\Delta m \approx 0.75$  magnitudes e operará na faixa de 430 a 800 nm, o que permitirá o uso dos filtros Johnson-Cousins V e R, e Sloan g, r e i.

O monitoramento das nuvens é realizado por meio de uma câmera All-Sky da fabricante Star Light Xpress (UK), instalada no telhado da casa de hóspedes (Fig. 3.10). O equipamento é baseado em um sensor CCD modelo ICX205AL Sony SuperHAD, com uma matriz de  $1392 \times 1040$  pixels e resolução de  $4,65 \mu\text{m}$ . A eficiência quântica (QE) atinge 30% em 420 nm e 50% em 520 nm. O dispositivo apresenta ruído de leitura da ordem de  $7 e^-$ , corrente escura inferior a  $0,1 e^-$  e capacidade de  $15\,000 e^-$ .

O observatório também conta com uma estação meteorológica modelo Vantage Pro2 Plus, da Davis Instruments, igualmente instalada no telhado da casa de hóspedes (Fig. 3.10). O sistema é composto por sensores como anemômetro, higrômetro, termômetro, barômetro, radiômetro e pluviômetro, permitindo o monitoramento contínuo de variáveis atmosféricas,

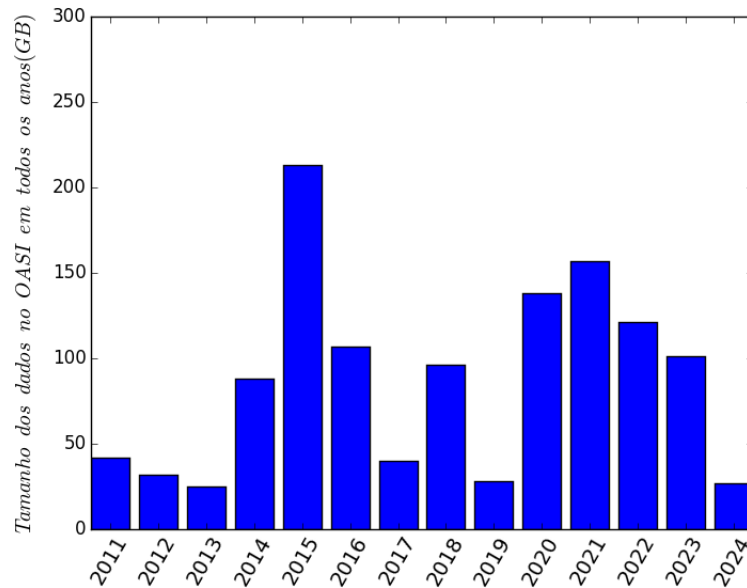


Figura 3.11: Evolução do armazenamento de dados no OASI entre os anos de 2011 e 2024.

incluindo direção e velocidade do vento, umidade relativa do ar, temperatura, pressão atmosférica, radiação UV/solar e precipitação acumulada (Tabela 3.2).

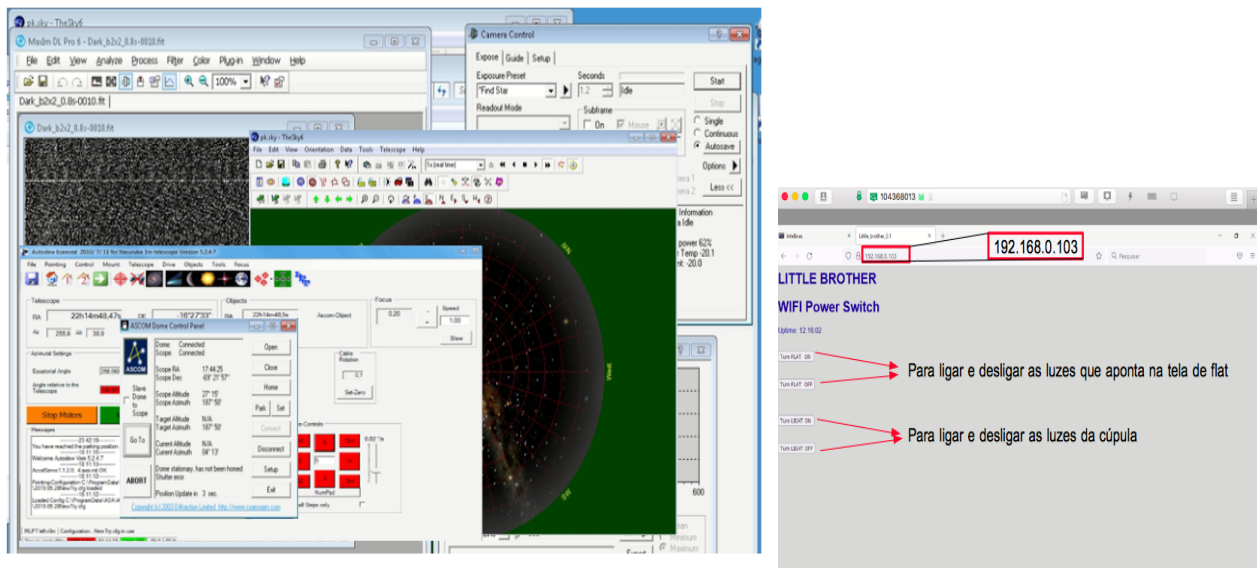


Figura 3.12: Interface dos principais softwares utilizados no controle remoto da cúpula e do telescópio do OASI (à esquerda), incluindo ASCOM Dome, AutoSlew, MaximDL e TheSky. À direita, é exibido o sistema de acionamento remoto das luzes de tela, empregado na obtenção de imagens flat.

Para garantir o funcionamento adequado da operação remota, o observatório dispõe de duas redes de internet: a rede principal da Atel e uma rede auxiliar satelital fornecida pelo programa PE-Conectado. A rede Atel apresenta latência média de 40 ms, enquanto a rede PE-Conectado varia entre 680 e 800 ms. As velocidades médias de download e upload da Atel são, respectivamente, 16 Mb/s e 0.35 Mb/s. A taxa média de transferência entre a rede

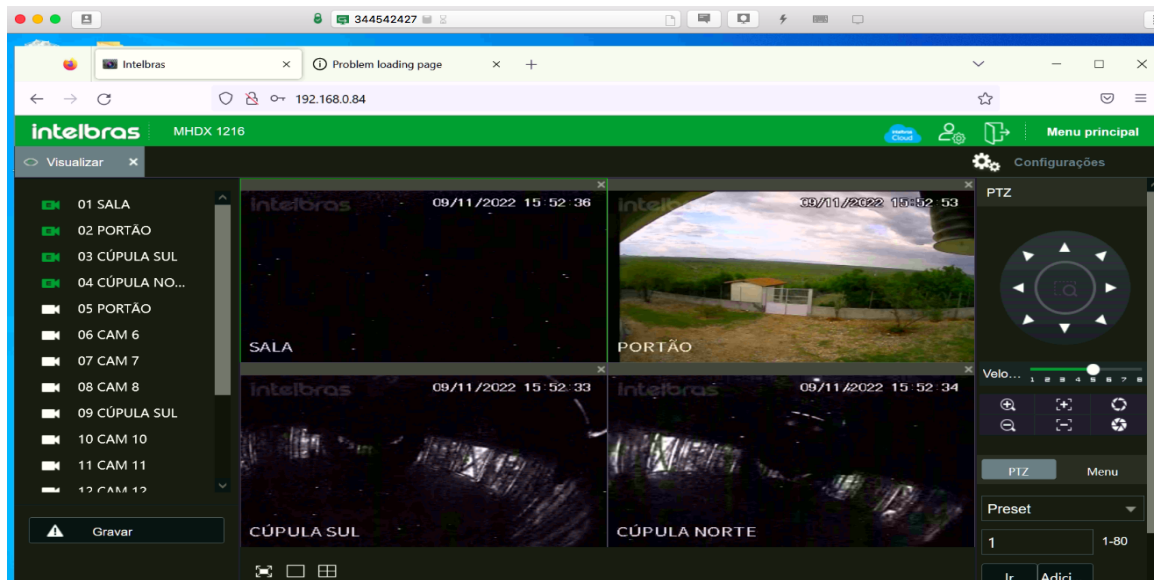


Figura 3.13: Câmeras instaladas no sítio do OASI para monitoramento visual das condições locais.

do OASI e a rede do ON via SSH é de 1.5 Mb/s, ao passo que, internamente à rede do ON, atinge 8.4 Mb/s (Tabela 3.2)

A infraestrutura de armazenamento no OASI possui capacidade de 1 TB, suficiente para reter aproximadamente três anos de dados observacionais, com backup integral em discos externos. Posteriormente, os dados são transferidos para um servidor no ON, onde são armazenados de forma permanente em um servidor de 8 TB, com redundância adicional em discos externos. No período de 2011 a 2024, o volume total de dados observacionais acumulados atingiu 1.2 TB (Fig. 3.11).

As conexões entre o ON e o OASI são realizadas por meio de softwares como TeamViewer, AnyDesk ou VNC Viewer, os quais permitem o acesso remoto ao computador responsável pelo controle da cúpula e do telescópio. A cúpula é operada via o software *AS-COM Dome*, enquanto o telescópio é controlado com o *AutoSlew* e o *MaximDL* (Fig. 3.12, esquerda). Para a visualização do campo estelar e realização do apontamento e calagem do telescópio, utiliza-se o programa *TheSky* (Fig. 3.12, esquerda). A aquisição de imagens flat é feita remotamente por meio de um conector de acionamento das luzes de tela (Fig. 3.12, direita). O monitoramento das condições meteorológicas e cobertura de nuvens é realizado com auxílio das câmeras instaladas no sítio (Fig. 3.13), a câmera All-Sky e a estação meteorológica, cujos dados são acessados através dos softwares *MaximDL* e *WeatherLink*, respectivamente (Fig. 3.14).

As observações no OASI são realizadas mensalmente, em janelas de aproximadamente 15 dias ao redor da Lua Nova, com base em um planejamento detalhado em modo fila

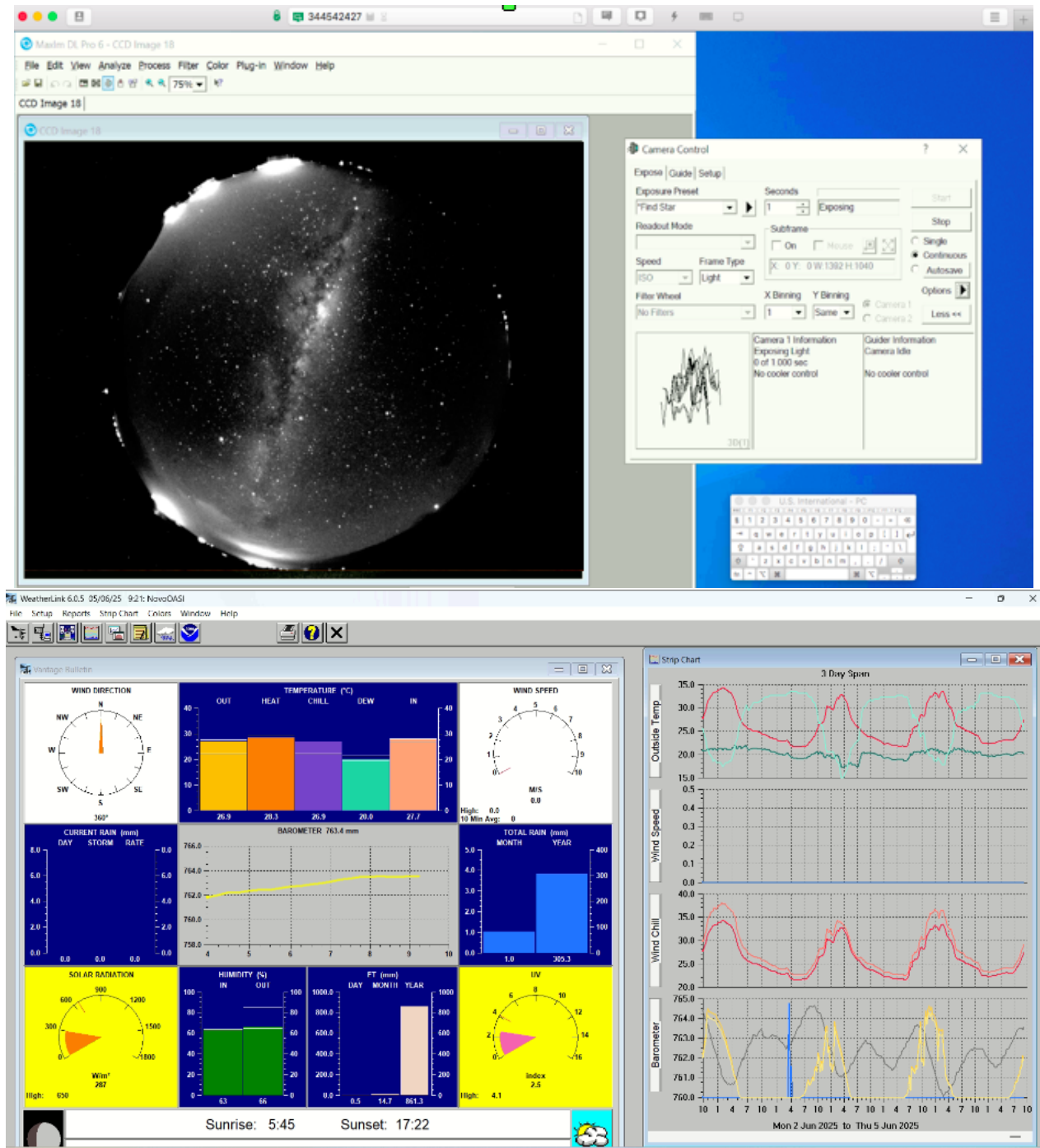


Figura 3.14: Interface da câmera All-Sky e da estação meteorológica visualizada via os softwares MaximDL e WeatherLink.

Tabela 3.2: Resumo da caracterização instrumental do OASI.

Telescópio		Filtros		Cúpula		All-Sky		Estação Meteo.		Rede	
Diâmetro do espelho	1.003m	SLOAN	B, V, R, I	Diâmetro	6.7m	Modelo CCD	ICX205AL Sony SuperHAD	Marca/ Modelo	Davis Instruments Vantage Pro2 Plus	Latência (ATEL)	40 ms
Altura de operação	>19.6° <82.6°	Johnson-Cousins	u, g, r, i, z	Altura	5.5 m	Arranjo	1392x1040 pixels	Instrumentos	Anemômetro, Higrômetro, Termômetro, Barômetro	Latência (PE-Conect)	680-800 ms
Diâmetro do espelho secundário	0.364m	Polarizado (Novo)	Linear de imagem simples	Energia	Solar	Resolução	4,65 $\mu$ m			Vel. download (ATEL)	16 Mb/s
Refletividade	90%	Cometario (Projeto)	CN (387 nm)	Larg. abertura principal	1.8m (30°)	eficiência quântica (420 nm)	30%			Vel. upload (ATEL)	0.36 Mb/s
Razão focal	f/8			Intervalo de altura com trapeira inferior fechada	>37° <82.6°	eficiência quântica (520 nm)	50%			Vel. Transf (OASI-ON)	1.5 Mb/s
Vel. limite	3°/s					Ruído de leitura	7e <sup>-</sup>			Vel. Transf (ON-ON)	8.4 Mb/s
Freq. de ressonância	15Hz					Corrente escura	< 0.1e <sup>-</sup>				



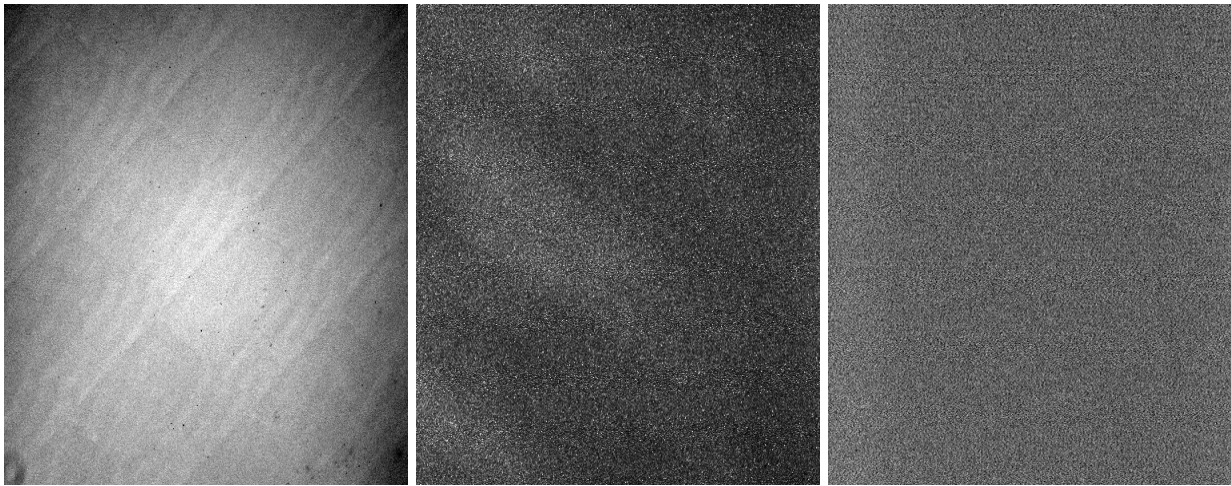


Figura 3.16: Imagens de calibração obtidas pelo telescópio do OASI em 2019: Master Flat, Master Dark e Master Bias, respectivamente.

Tabela 3.3: Datas das observações realizadas pela autora no OASI.

Year	Data
2021	2021-06-12; 2021-06-13; 2021-06-14; 2021-07-04; 2021-08-01; 2021-08-02; 2021-08-03; 2021-09-02; 2021-09-03; 2021-09-04; 2021-09-29; 2021-09-30; 2021-10-01; 2021-10-28; 2021-10-29; 2021-10-30
2022	2022-01-06; 2022-01-07; 2022-02-06; 2022-02-07; 2022-02-08; 2022-02-23; 2022-03-01; 2022-03-02; 2022-03-03; 2022-03-28; 2022-03-29; 2022-03-30; 2022-03-31; 2022-04-23; 2022-04-24; 2022-04-25; 2022-04-26; 2022-04-29; 2022-04-30; 2022-05-01

de imagens e fenômenos físicos como *seeing*, extinção atmosférica e poluição luminosa.

Por fim, foi realizada a capacitação prática em observações astronômicas no OASI. A formação incluiu um curso introdutório sobre técnicas observacionais para a obtenção de curvas de rotação, curvas de fase e medidas de cor, bem como metodologias para observação de objetos com órbitas internas à Terra. Com base nesse treinamento, a autora participou ativamente das missões observacionais entre 2021 e 2022 (Tabela 3.3).

Para poder começar com o processamento de imagens foi necessário primeiro aprender a realizar cada uma das etapas de redução de imagens astronômicas, com foco na criação de imagens de calibração: *master bias*, *master flat* e *master dark*, utilizando tarefas do IRAF como *biascombine*, *flatcombine*, *darkcombine* e *imarith*. Após compreender como se realiza a redução, o processo foi automatizado por meio de um script, substituindo o uso do *imarith* pela tarefa *ccdproc*, visando maior eficiência e padronização.

Para a determinação da FWHM, foram estudados pacotes como *hselect* e *psfmeasure*. Em seguida, foi aplicada a técnica de fotometria de abertura com o uso do pacote *phot*, com o objetivo de estimar magnitudes das estrelas presentes nas imagens.

A análise da base de dados do OASI exigiu o aprendizado da linguagem *Python*, com

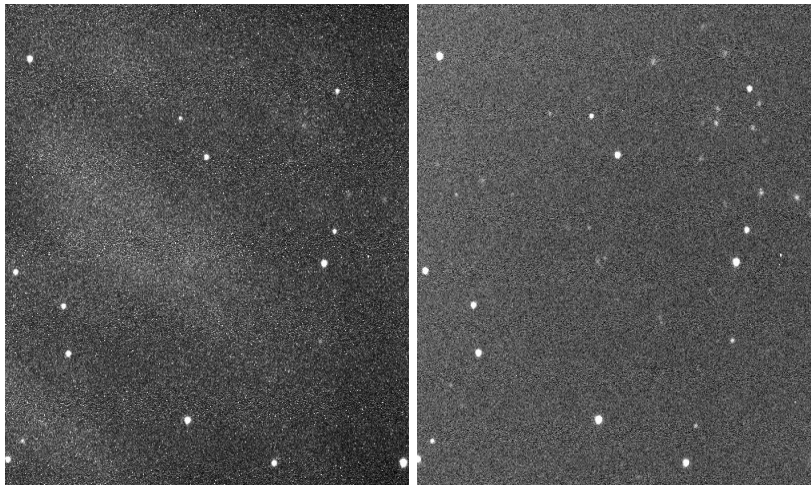


Figura 3.17: Imagens brutas reduzidas, respectivamente, da observação do asteroide 2009 SV17, tirada pelo telescópio do OASI em 5 de Janeiro de 2019.

ênfase nos módulos da biblioteca *Astropy*, especialmente *Pandas* e *Numpy*, utilizados para manipular informações como data de observação e valores de FWHM. Para a análise estatística, foi utilizado o módulo *statistics*, enquanto os ajustes relacionados ao estudo de extinção foram realizados com a função *polyfit*. Os resultados foram representados graficamente por meio do módulo *matplotlib*. Para a análise da poluição luminosa, foram estudados também os comandos *imshow* e *spine*, utilizados na construção de gráficos em coordenadas polares.

### 3.3.1 Determinação do seeing

A base de dados do projeto IMPACTON é extensa e composta por imagens adquiridas por meio de diversos projetos científicos, cada um com objetivos e metodologias específicas. Essas imagens foram obtidas sob condições variáveis, incluindo o uso de diferentes filtros fotométricos, tempos de exposição, ângulos zenitais, sensores CCD, configurações de binagem e temperaturas de operação. Essas variações instrumentais e operacionais introduzem fatores que podem afetar significativamente a determinação do *seeing*, exigindo, portanto, um tratamento cuidadoso na análise dos dados.

Para realizar a análise das imagens, foi inicialmente conduzido o processo de redução utilizando imagens de calibração: *master bias*, *master dark* e *master flat* (Fig. 3.16). Com isso, obtiveram-se imagens científicas corrigidas de ruído de leitura e ruído térmico, bem como dos efeitos decorrentes da variação na sensibilidade dos pixels do CCD e da presença de poeira na óptica do telescópio (Fig. 3.17).

Após o processo de correção dos ruídos descrito anteriormente, a FWHM foi medida

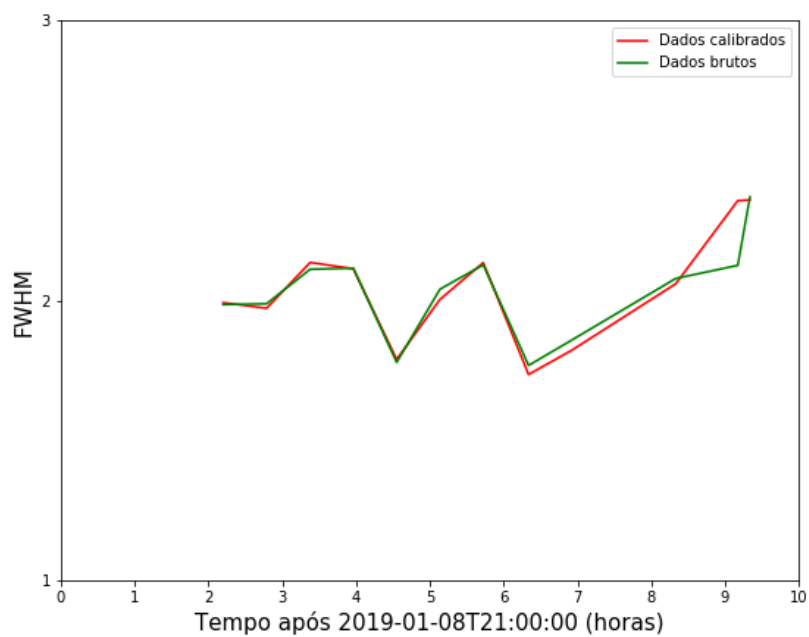
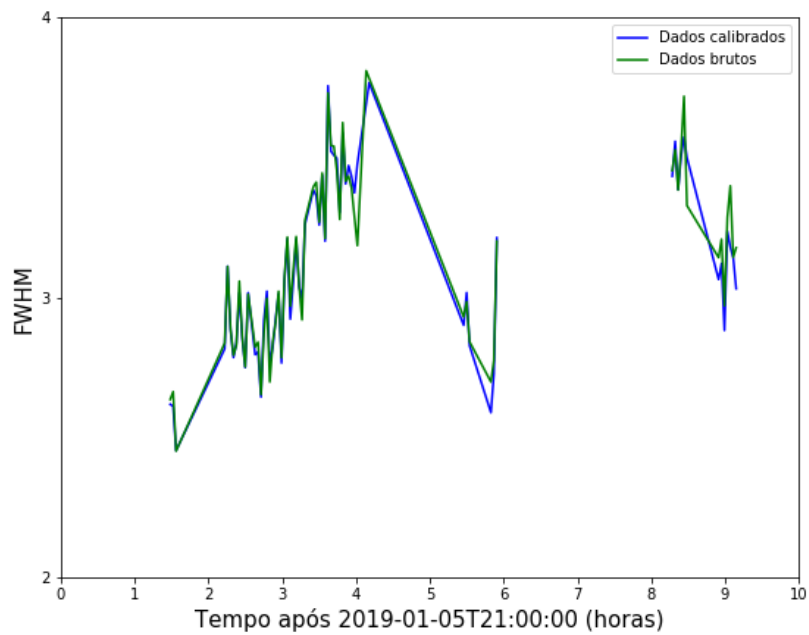


Figura 3.18: FWHM média do campo observado como função do tempo para a imagem calibrada e não calibrada. Esquerda) Observação do dia 5 de Janeiro de 2019 para o asteroide 2002 LJ3. Direita) Observação do dia 8 de Janeiro de 2019 para o asteroide 1998 NU.

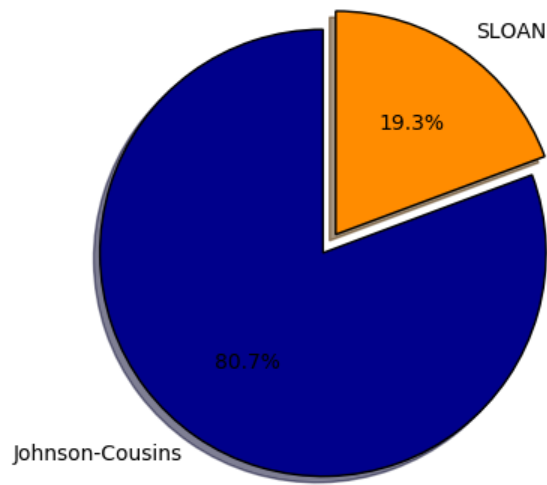


Figura 3.19: Porcentagem de imagens observadas no sistema de filtros Johnson-Cousins e SLOAN.

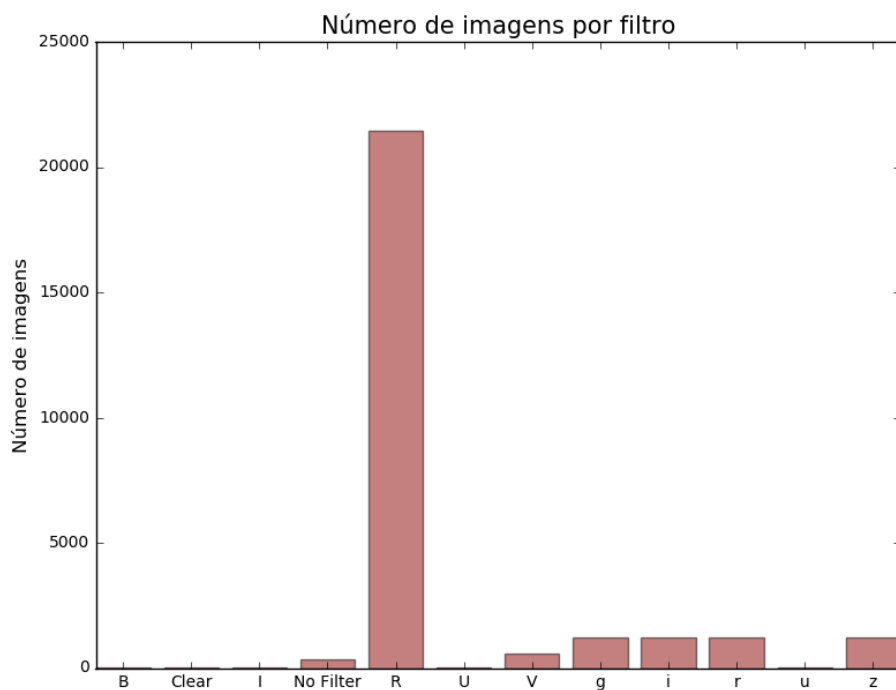


Figura 3.20: Número de imagens obtidas em função dos filtros utilizados durante as observações do ano de 2019.

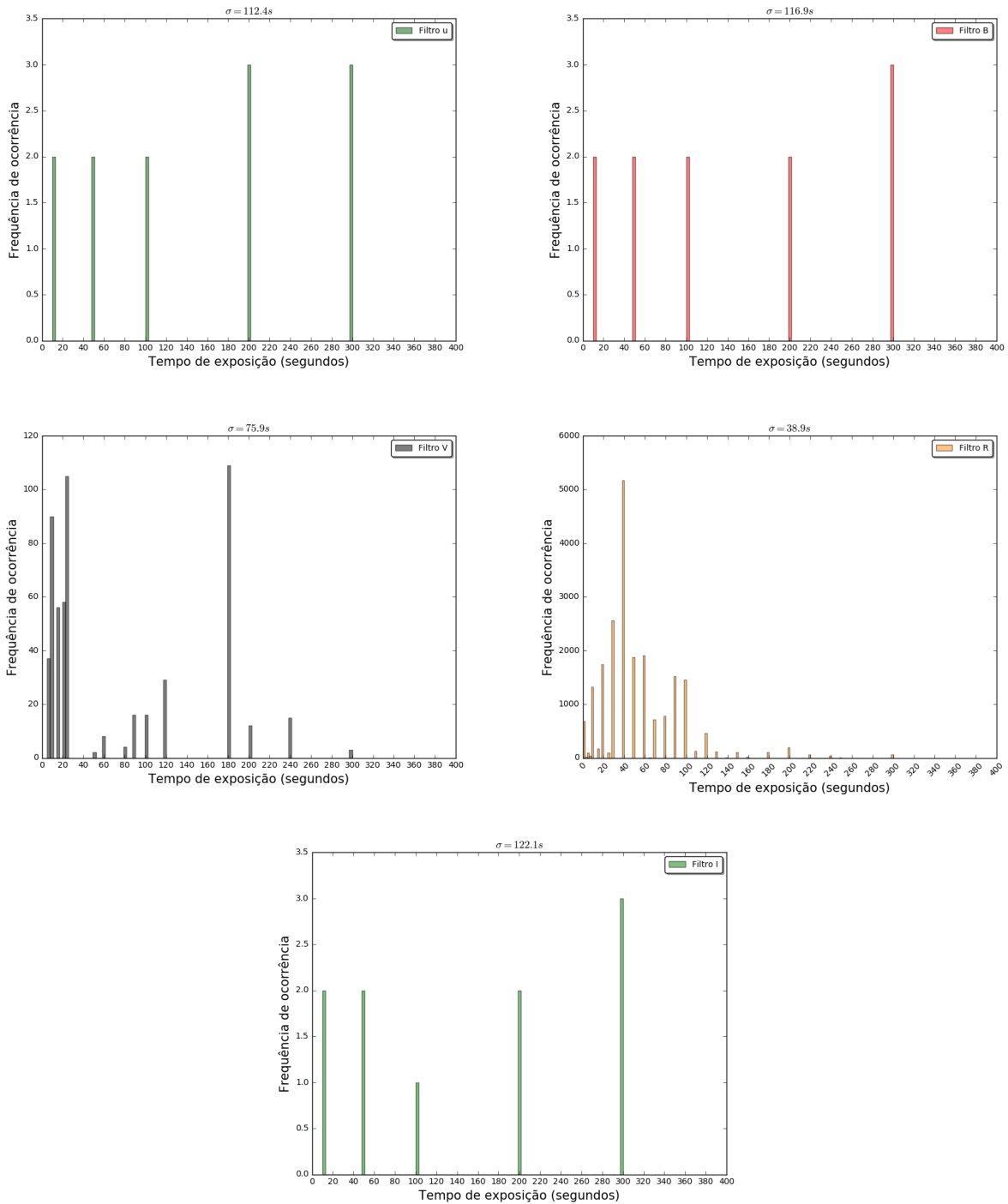


Figura 3.21: Número de imagens obtidas durante as observações em 2019 em função dos tempos de exposição utilizados, para cada filtro *Johnson-Cousins*.

para todas as estrelas presentes no campo de visão de cada imagem. Inicialmente, essa análise foi aplicada às imagens obtidas entre os dias 5 e 8 de janeiro de 2019, tanto nas versões brutas quanto nas calibradas. A comparação entre os dois conjuntos indicou que as diferenças nos valores de FWHM são mínimas (Fig. 3.18), o que justifica o uso direto das imagens não calibradas para esta análise específica. Essa escolha permitiu otimizar o tempo de processamento e ampliar o aproveitamento da base de dados, incluindo imagens de noites em que, por alguma razão, as calibrações não foram realizadas.

Neste trabalho, foram utilizadas as tarefas `ccdproc` e `psfmeasure` do IRAF para realizar a redução das imagens e o cálculo da FWHM das estrelas. Para garantir a confiabilidade das medidas, foram descartadas as fontes com elipticidade maior ou igual a 0,5 e aquelas cujos valores de FWHM apresentavam desvios significativos em relação à mediana do campo.

Como mencionado anteriormente, as imagens foram adquiridas utilizando diferentes filtros e tempos de exposição. Dessa forma, foi necessário padronizar os dados para permitir comparações consistentes. Para isso, foram analisadas todas os dados adquiridas no OASI ao longo do ano de 2019, totalizando 27 306 imagens. Conforme mostrado na Figura 3.19, observou-se uma predominância de imagens obtidas no sistema fotométrico *Johnson-Cousins*, sendo o filtro mais utilizado o R-Cousins, com 21 439 imagens, o que corresponde a aproximadamente 78% do total de imagens do ano. Em contraste, o filtro V foi utilizado em apenas 560 imagens, representando menos de 2% do total (Fig. 3.20).

Por outro lado, tivemos que estudar também o tempo de exposição que mais foi usado neste ano. Nas Figuras 3.21 e 3.22 vemos que o tempo de exposição mais usado foi de 40 segundos para o filtro R, utilizado 5.169 vezes, enquanto o segundo tempo de exposição mais utilizado no ano foi de 30 segundos para esse mesmo filtro. Na Tabela 3.4, podemos ver um resumo da moda, média e mediana obtida para cada filtro.

Com o objetivo de avaliar a distribuição temporal das imagens adquiridas com tempos de exposição de 30 e 40 segundos ao longo do ano, foi gerado o gráfico da Figura 3.23, representando a frequência mensal das observações para cada tempo. Verificou-se que as imagens com 40 segundos apresentaram maior dispersão ao longo do ano, com desvio padrão  $\sigma = 3,11$  meses, enquanto aquelas com 30 segundos apresentaram  $\sigma = 2,65$  meses. Assim, as imagens com tempo de 40 segundos representam melhor a variabilidade sazonal das condições atmosféricas. No entanto, como os conjuntos de dados são complementares, optou-se por calcular o *seeing* para ambos os tempos de exposição.

Uma vez definido o filtro e o tempo de exposição a serem utilizados, o cálculo do *seeing* diário foi realizado a partir de imagens separadas por intervalos de aproximadamente uma

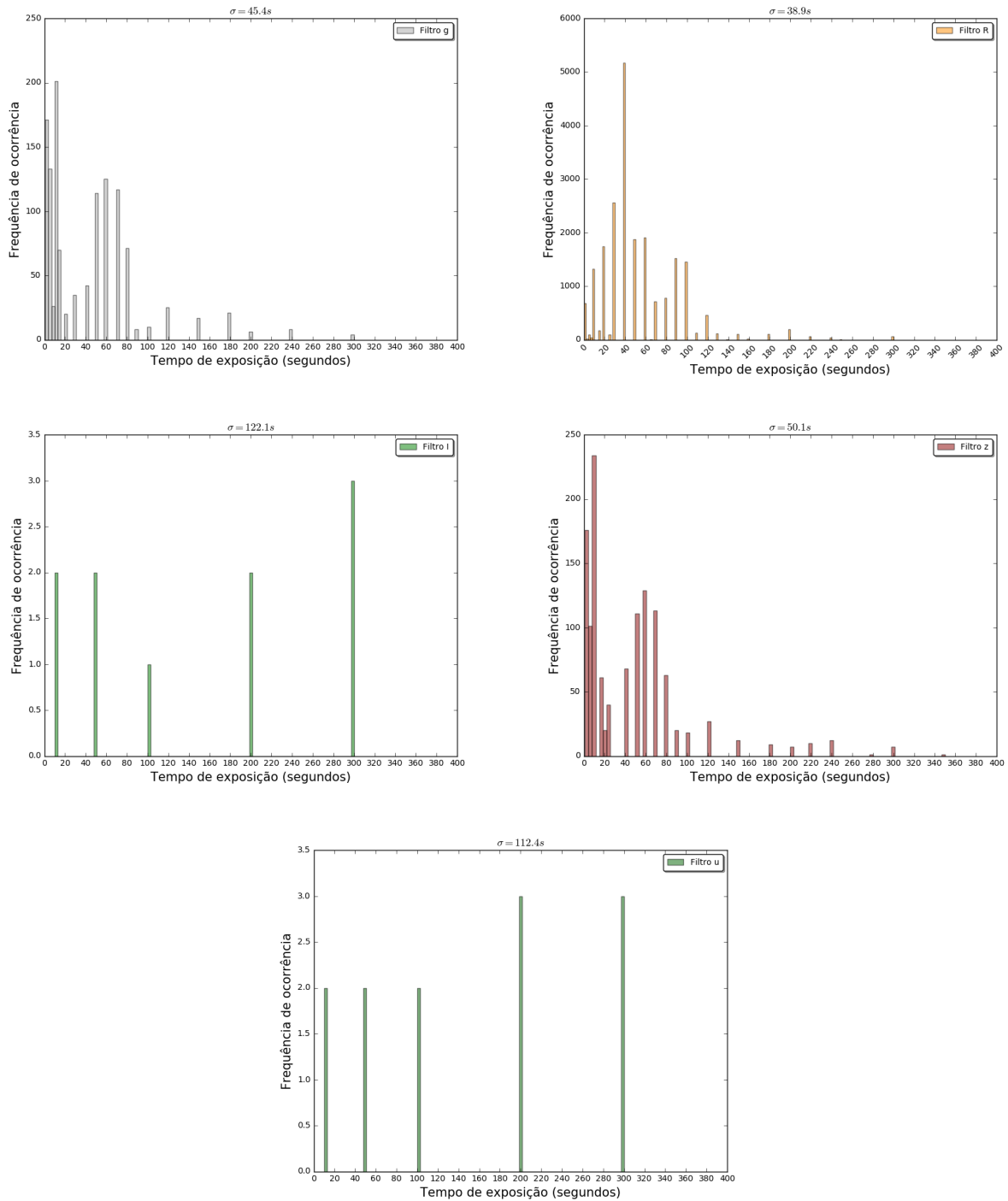


Figura 3.22: Número de imagens obtidas durante as observações em 2019 em função dos tempos de exposição utilizados, para cada filtro *Sloan*.

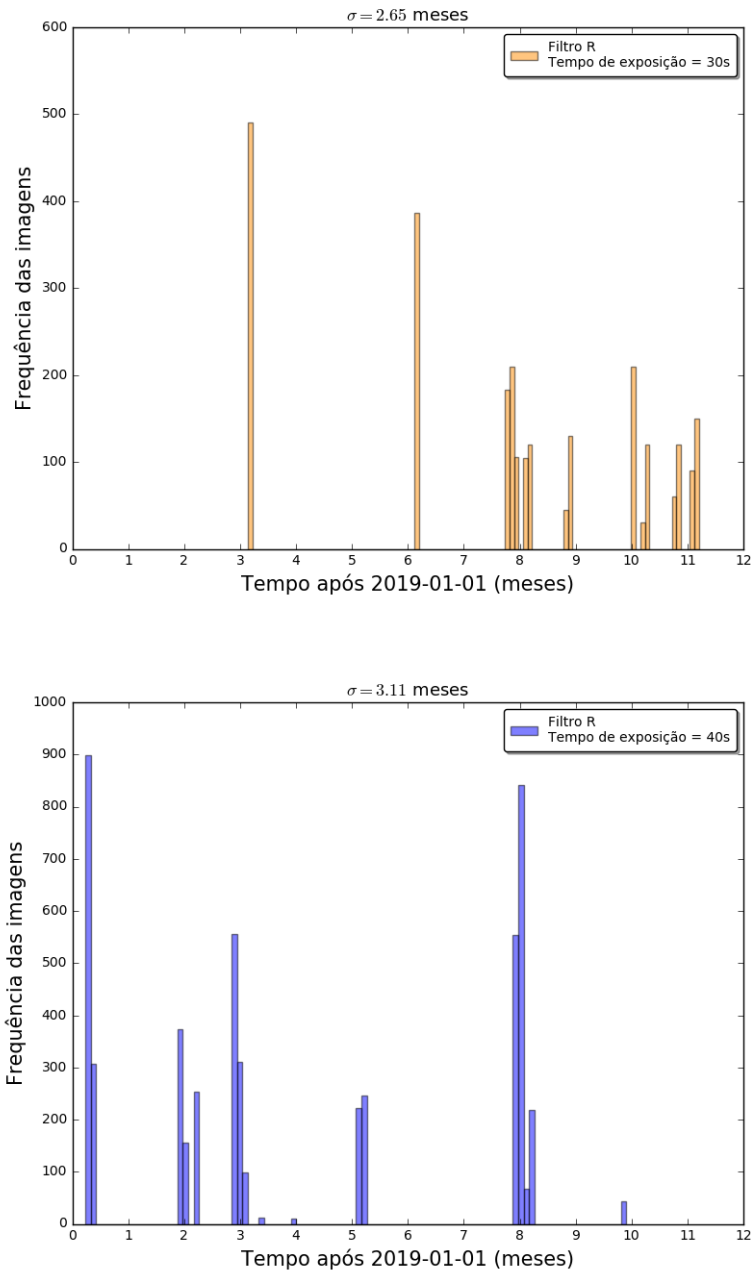


Figura 3.23: Distribuição ao longo do ano das imagens com filtro R e tempos de exposição de 30 e 40 segundos, respectivamente.

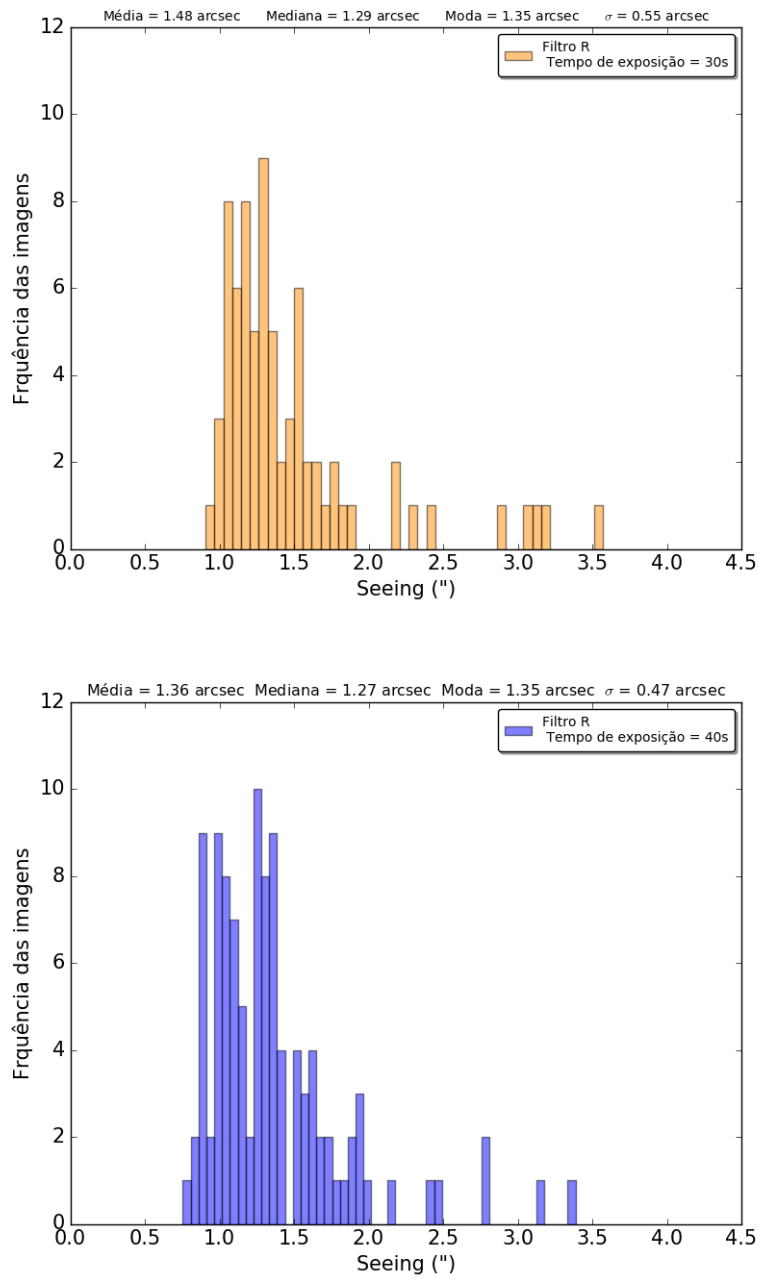


Figura 3.24: Distribuição do seeing das imagens de filtro R com 30 e 40 segundos de exposição.

Tabela 3.4: Dados estatísticos dos tempos de exposição utilizados no ano de 2019 em função de cada filtro.

Filtro	Moda (s)	Média (s)	Mediana (s)	Menor tempo (s)	Maior tempo (s)
U	300	147	100	10	300
B	300	147	100	10	300
V	180	71	25	5	300
R	40	53	40	0.05	300
l	300	152	150	10	300
u	300	152	150	10	300
r	10	39.0	15	1	300
g	10	41	20	1	300
z	10	43	25	1	350
i	10	43	40	1	300
Clear	300	30	300	300	300
Sem Filtro	10	27	10	5	300

hora. Ao todo, foram processadas 180 imagens: 74 com tempo de exposição de 30 segundos e 106 com 40 segundos. Imagens com problemas de *tracking*, foco inadequado ou afetadas por passagem de nuvens durante a exposição foram descartadas.

Para as imagens com 30 segundos de exposição, o *seeing* mais frequente foi de 1.35", com média de 1.48", mediana de 1.29" e desvio padrão  $\sigma = 0.55$  (Fig. 3.24, acima). Para as imagens com 40 segundos de exposição, a moda foi novamente 1.35", com média de 1.36", mediana de 1.27" e desvio padrão  $\sigma = 0.47$  (Fig. 3.24, abaixo).

A Figura 3.25 mostra a distribuição do *seeing* ao longo de 2019, com valores médios inferiores a 1.5". Os dados indicam que, com exceção dos meses de maio e outubro, a maioria das noites apresentou céus com noites fotométricas.

Comparando nossos resultados com os obtidos entre 2011 e 2018 por (Rondón et al., 2020), verifica-se uma boa concordância. O ano de 2019 se destacou como um dos períodos com maior número de noites fotométricas já registradas no OASI (Fig. 3.26).

### Medições de parâmetros meteorológicos da estação Floresta e da estação OASI

Para monitorar as condições climáticas durante as observações remotas, são utilizados a câmera All-Sky e a estação meteorológica do OASI, cujas especificações detalhadas foram apresentadas no capítulo de caracterização instrumental.

A estação meteorológica iniciou suas atividades em 2014 e permaneceu operando até 2019, quando foi desativada por motivos técnicos. A coleta de dados meteorológicos ocorre exclusivamente durante os períodos de observação, que correspondem a janelas de aproximadamente 15 dias ao redor da Lua Nova. Espera-se, portanto, um total teórico de cerca

de 720 dias de dados meteorológicos e imagens astronômicas nesse intervalo.

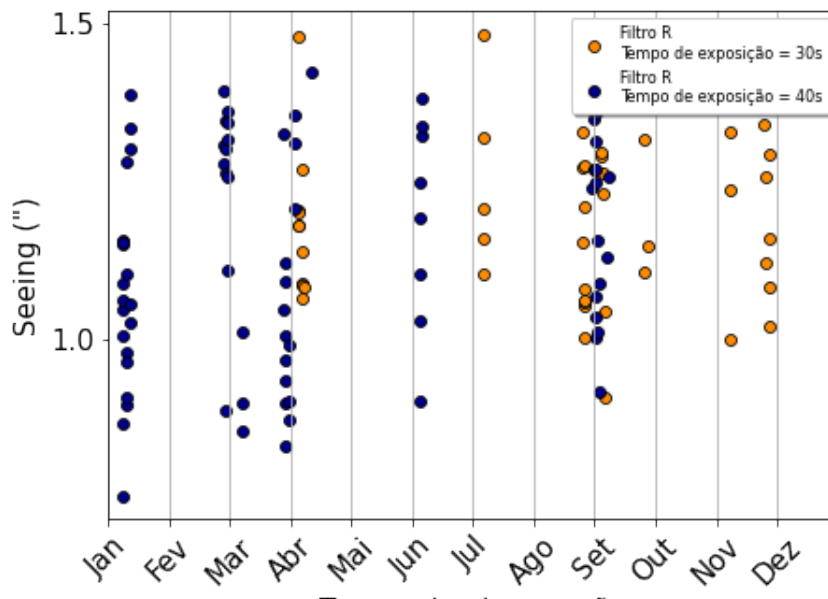


Figura 3.25: seeing médio diário das imagens de filtro R com 30 e 40 segundos de exposição com seeing  $< 1.5$  arcsec obtidas pelo OASI no ano de 2019.

No entanto, devido a fatores como quedas de energia, falhas de conexão, problemas técnicos e condições meteorológicas adversas, foram registrados apenas 200 dias com dados da estação meteorológica. Em contrapartida, o telescópio produziu imagens em 637 dias, embora em parte dessas noites tenham sido realizadas apenas calibrações. Isso resultou em um total de 229 noites com imagens científicas utilizáveis.

Ao confrontar os dias em que houve observações astronômicas com aqueles em que há registros meteorológicos disponíveis, constatamos que as datas não coincidem plenamente. Como resultado, foram identificadas apenas 20 noites em que há simultaneamente imagens científicas e dados meteorológicos. A Figura 3.27 apresenta o comportamento do *seeing* em função do tempo nessas noites específicas, evidenciando que a amostragem é bastante limitada e dispersa. Dessa forma, torna-se inviável estabelecer uma análise estatística robusta de correlação entre o *seeing* e os parâmetros meteorológicos considerando exclusivamente os dados da estação do OASI.

Para realizar um estudo completo da relação entre o *seeing* e os parâmetros meteorológicos, utilizamos os dados fornecidos por uma estação meteorológica próxima ao OASI, localizada na cidade de Floresta-PE. Suas coordenadas geográficas são: latitude  $-8^{\circ}36'0.4''$ , longitude  $-38^{\circ}34'0.7''$  e altitude de 327,42 m. Esta estação, pertencente ao Instituto Nacional de Meteorologia (INMET), vinculado ao Ministério da Agricultura, Pecuária

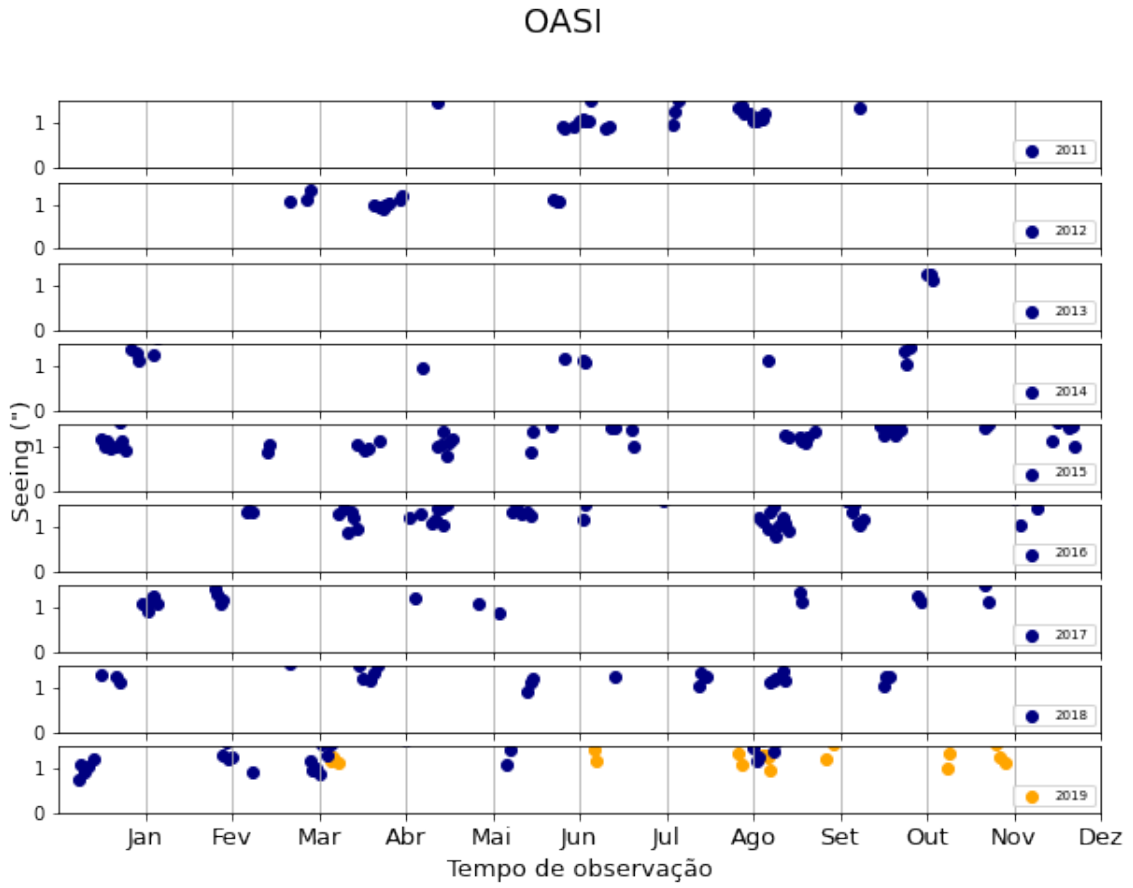


Figura 3.26: Seeing médio diário das melhores noites de 2011 até 2019 no OASI.

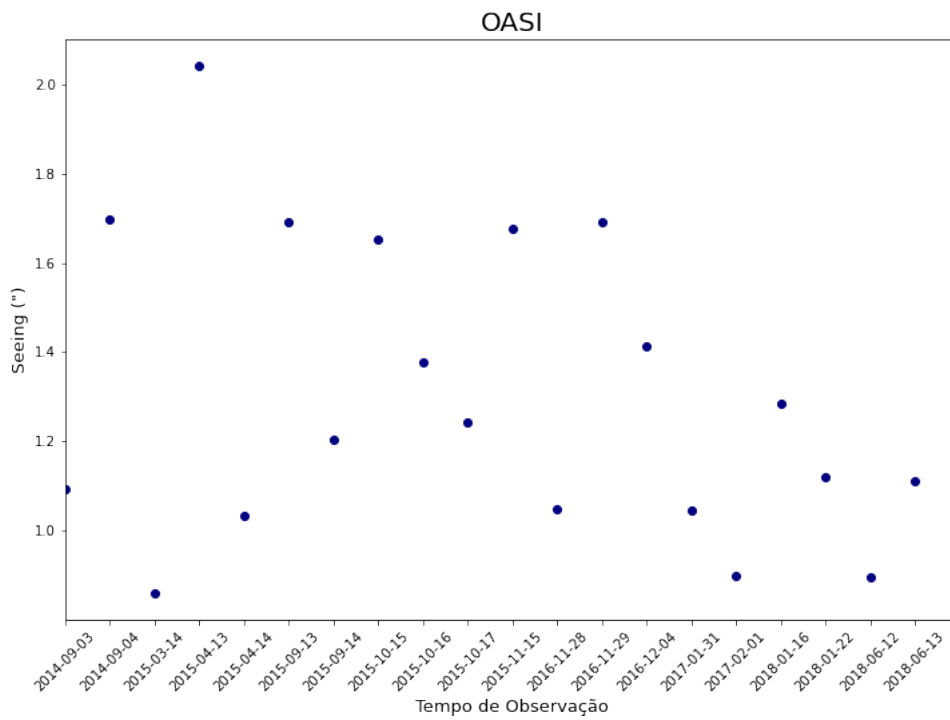


Figura 3.27: seeing médio diário como função do tempo nos dias em que tivemos dados meteorológicos e imagens de ciência.



Figura 3.28: Mapa com a posição das estações meteorológicas do OASI e da Floresta A351. FONTE: Google Maps.

e Abastecimento, está situada a cerca de 10 km em linha reta do observatório (Fig. 3.28). Os sensores disponíveis incluem: pluviômetro (precipitação em mm), higrógrafo (umidade relativa), barógrafo (pressão atmosférica em mbar), anemômetro (velocidade do vento em m/s) e termógrafo (temperatura em °C) (INMET, 2021).

A Figura 3.29 apresenta as séries temporais dos parâmetros meteorológicos médios diários entre 2014 e 2019: umidade relativa, pressão atmosférica, temperatura, velocidade do vento e precipitação. De forma geral, ambas as estações apresentam padrões sazonais similares: a umidade relativa e a pressão atmosférica atingem seus máximos em junho, diminuindo posteriormente; a temperatura, por sua vez, apresenta comportamento inverso, com mínimo próximo a junho e aumento nos meses seguintes.

Comparando as duas estações em detalhe, nota-se que a umidade relativa apresenta valores próximos. No entanto, as temperaturas registradas no OASI tendem a ser superiores às da estação Floresta, possivelmente devido à menor cobertura vegetal no entorno do OASI. Já a pressão atmosférica no OASI, curiosamente maior que em Floresta apesar da altitude mais elevada, pode ser explicada pelas maiores velocidades do vento observadas no observatório. Conforme é sabido, ventos mais intensos contribuem para o aumento da pressão atmosférica local. A precipitação é baixa em ambas as localidades (valores típicos < 2,5 mm), sendo ainda menor no OASI, com máximas que não ultrapassam 1 mm em 2014 e 2018.

A análise da velocidade do vento é apresentada na Figura 3.30, por meio de rosas dos ventos anuais. Na estação Floresta, a direção predominante é sudeste (aproximadamente

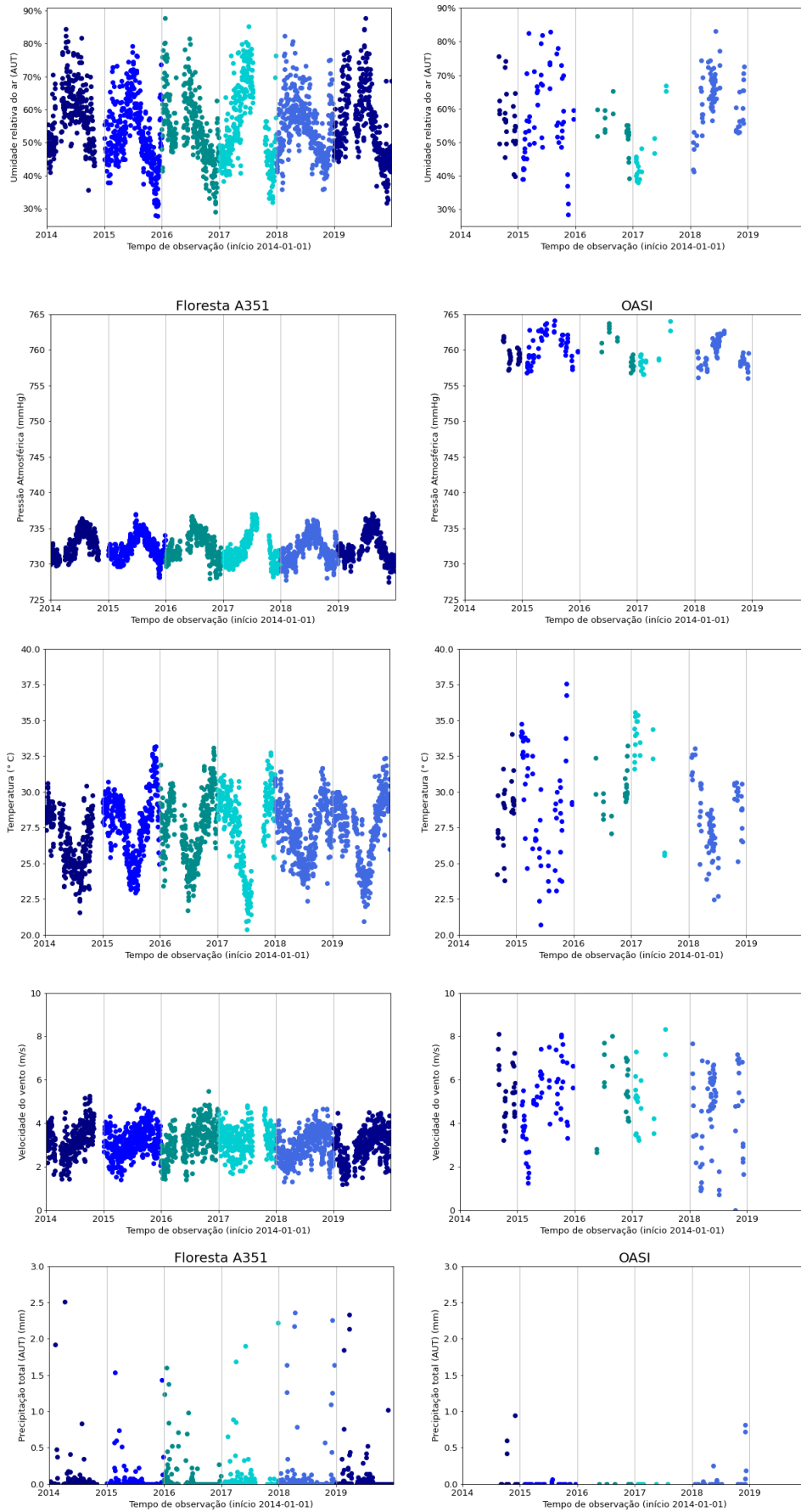


Figura 3.29: Série temporal dos parâmetros meteorológicos das estações Floresta A351 (esquerda) e OASI (direita) entre 2014 e 2018.

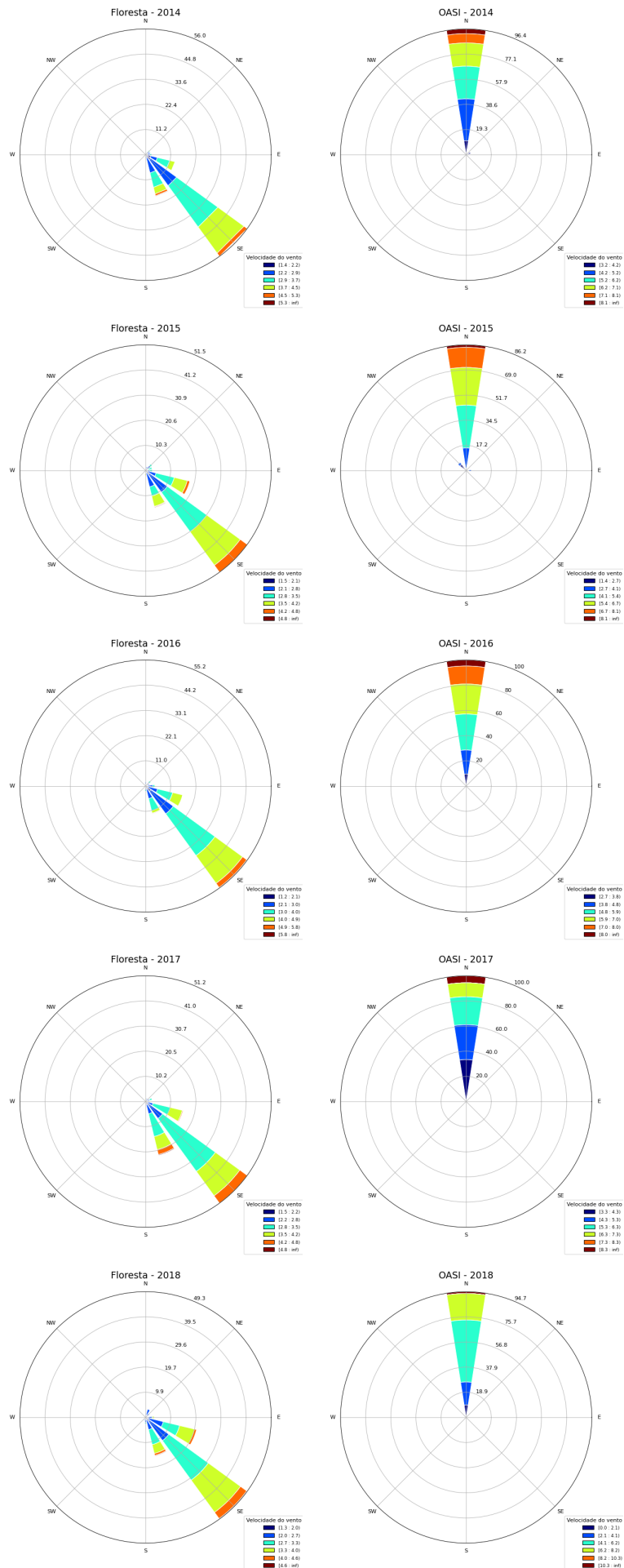


Figura 3.30: Direções e módulos do vento medidos nas estações Floresta A351 e OASI entre os anos de 2014 e 2018.

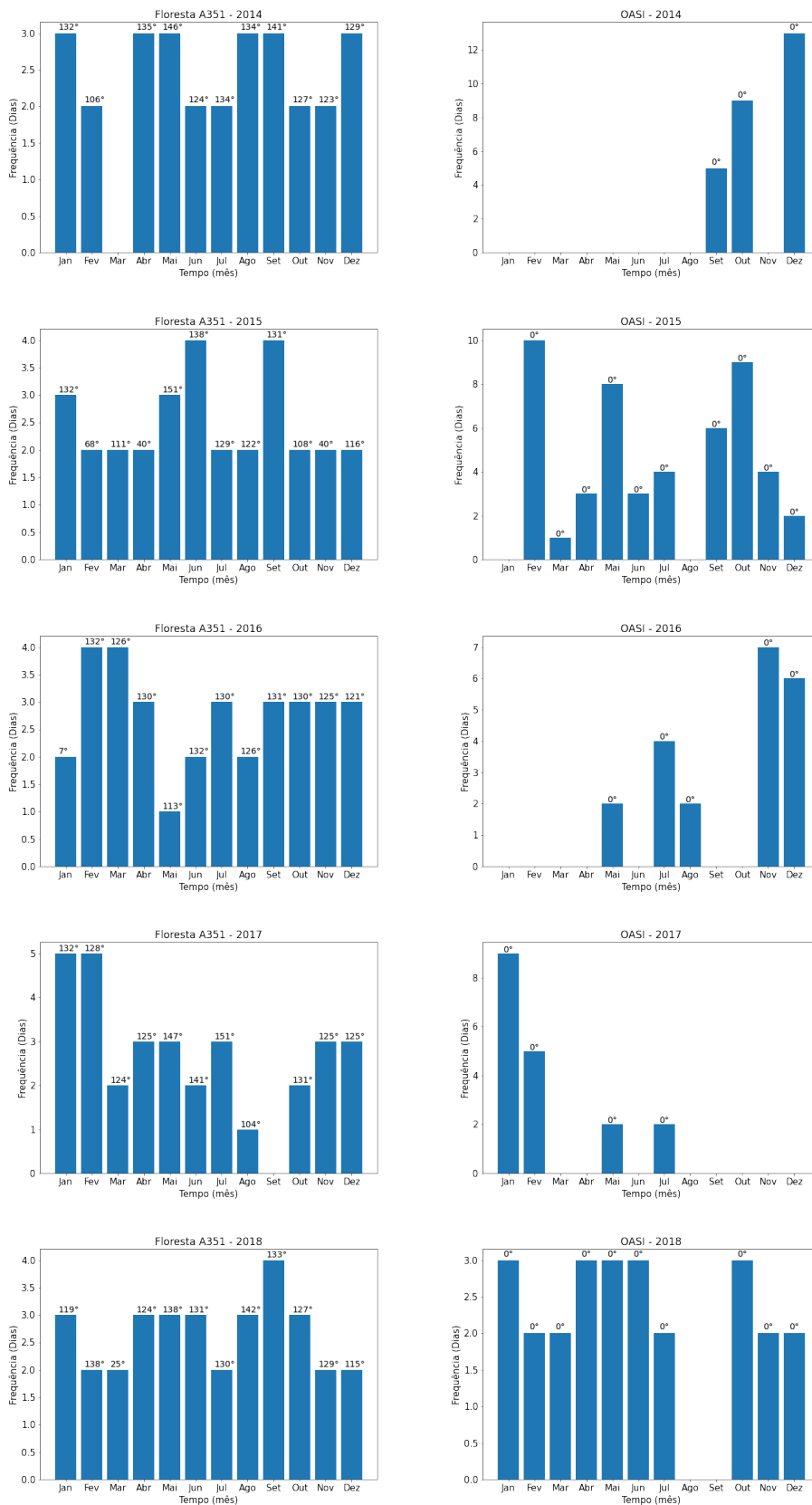


Figura 3.31: Moda mensal da direção do vento nas estações OASI e Floresta A351 entre 2014 e 2018.

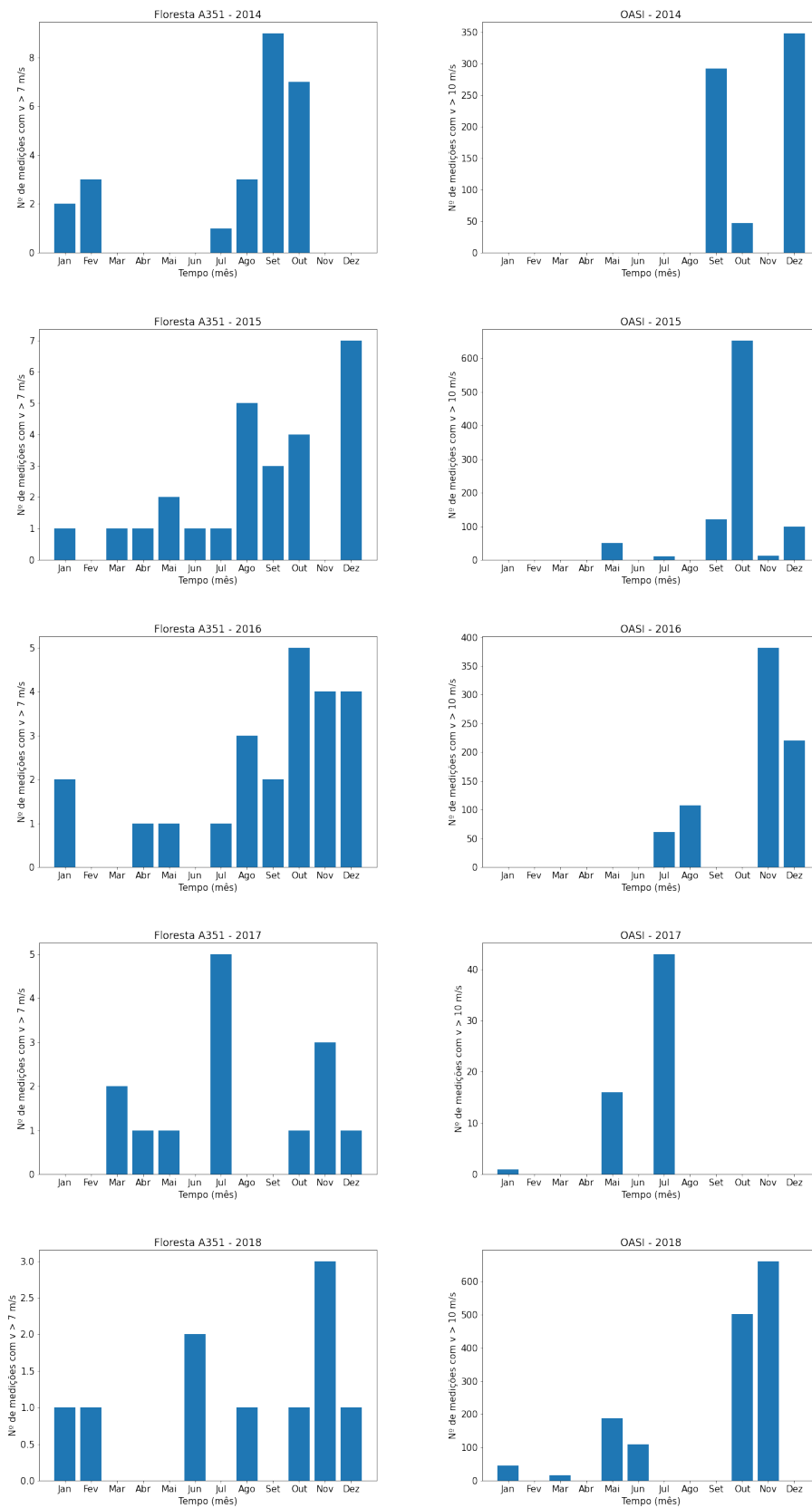


Figura 3.32: Número de noites por mês com velocidade do vento maior que 10 m/s e 7 m/s nas estações OASI e Floresta A351, respectivamente, entre 2014 e 2018.

135°), representando cerca de 52% dos registros anuais. Já no OASI, a direção dominante é norte (0°), com cerca de 92% das medições. Esse padrão também é confirmado pelos histogramas de moda da direção do vento (Fig. 3.31). A Figura 3.32 mostra o número de medições com velocidades superiores a 7 m/s na Floresta e superiores a 10 m/s no OASI ao longo do ano, destacando o último trimestre como o mais ventoso para ambas as estações.

Embora os ventos raramente ultrapassem o limite de 15 m/s, considerado por diversos autores (Murdin, 1985), o valor máximo registrado no OASI foi de 14,8 m/s, e em Floresta, de 9,1 m/s. No entanto, a estrutura da cúpula do OASI impõe uma limitação operacional: a trapeira, que se abre verticalmente, começa a oscilar perigosamente a partir de 12 m/s. Considerando que o vento predominante no OASI vem do norte, uma estratégia de mitigação possível é posicionar a cúpula nessa direção, fazendo com que o vento incida sobre sua parte traseira. Essa medida reduziria significativamente o impacto na trapeira, minimizando o risco de danos à estrutura.

### **Correlação dos parâmetros meteorológicos com o seeing usando a estação Floresta**

Antes de investigar possíveis correlações entre os parâmetros meteorológicos da estação de Floresta e o *seeing* registrado no OASI, foi necessário verificar se existe correspondência estatística entre os dados meteorológicos das duas estações. Para isso, foi analisada a existência de correlações lineares e não lineares, utilizando os coeficientes de Pearson e Spearman, respectivamente. Os resultados mostraram uma forte correlação para os parâmetros de umidade relativa, pressão atmosférica e temperatura, com coeficientes de Pearson de 0,61, 0,79 e 0,64, respectivamente (Fig. 3.33). Já para precipitação e velocidade do vento, as correlações foram mais fracas, com coeficientes de 0,37 e 0,47. Vale destacar que a análise possui limitações devido à pequena amostra disponível, o que reduz a significância estatística dos resultados.

Apesar dessa limitação, os resultados indicam que há uma concordância aceitável entre as estações meteorológicas para os parâmetros de umidade, temperatura e pressão atmosférica, o que permite utilizarmos os dados da estação de Floresta para investigar possíveis correlações com o *seeing* observado no OASI. No entanto, ao realizar essa análise (Fig. 3.34), não foi identificada nenhuma correlação significativa entre os parâmetros meteorológicos isolados e o *seeing*. Isso sugere que o *seeing* não depende fortemente de nenhum desses parâmetros de forma individual. Ainda assim, não se descarta a possibilidade de correlação em análises multivariadas que considerem combinações dos parâmetros

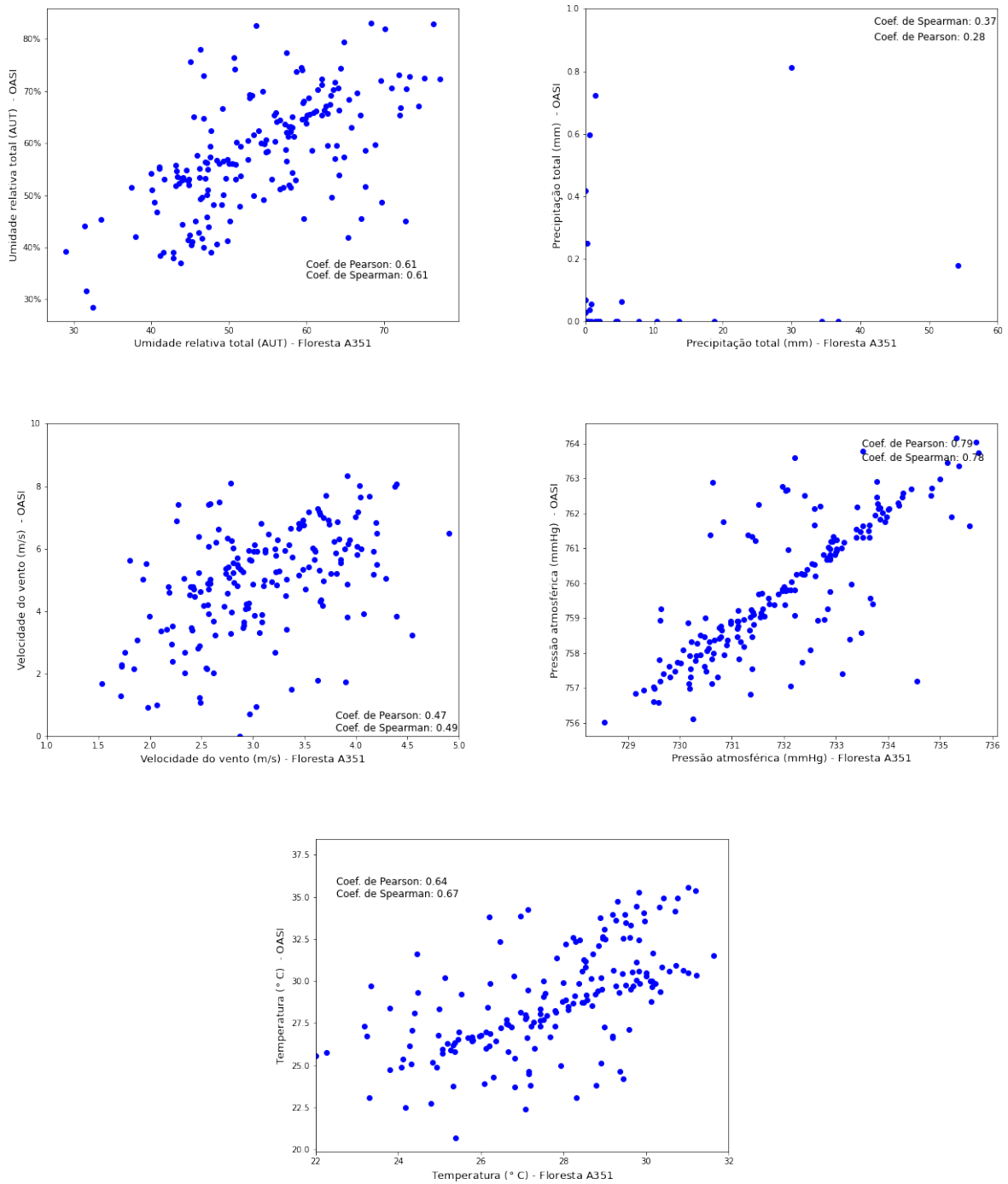


Figura 3.33: Relações entre as umidades, precipitações pluviométricas, velocidades do vento, pressões atmosféricas e temperaturas das estações meteorológicas do OASI (eixo-y) e Floresta (eixo-x), e seus respectivos coeficientes de correlação linear e não-linear.

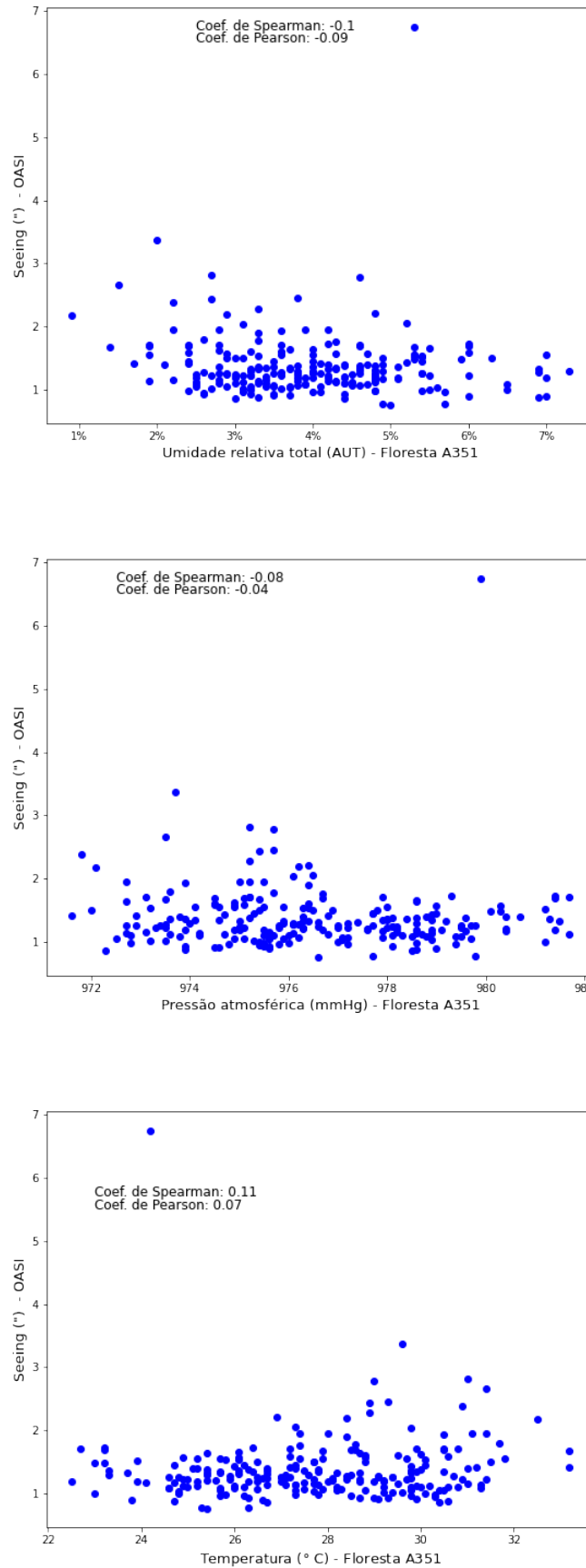


Figura 3.34: Relações entre o *seeing* do OASI (eixo-y) com as umidades, pressões atmosféricas e temperaturas (eixo-x) e seus respectivos coeficientes de correlação linear e não-linear.

meteorológicos.

### 3.3.2 Determinação da extinção atmosférica

Para conduzir o estudo da extinção atmosférica, foram utilizadas imagens obtidas para estrelas de calibração no OASI, no período de 2011 a 2018. O padrão de nomenclatura dos arquivos do observatório inclui o nome do objeto observado, o tipo de binagem, o tempo de exposição e o filtro utilizado (exemplo: *Asteroide\_b2x2\_10s\_R.fit* ou *Estrela\_b2x2\_10s\_V.fit*), o que permitiu uma triagem eficiente dos dados de interesse. Para fins de verificação, também foi consultado o campo `OBJECT` no cabeçalho das imagens, que informa o nome do objeto observado. Após uma análise preliminar, verificou-se a quantidade de imagens disponíveis por filtro, fazendo um total de 1043, sendo identificado que apenas o filtro R possuía dados suficientes para a realização do estudo.

Com as imagens selecionadas, iniciamos uma análise de inspeção visual dos campos, com o objetivo de classificá-las em úteis ou não úteis para a determinação do coeficiente de extinção atmosférica. As imagens consideradas não úteis, cujas datas de observação estão listadas na Tabela 3.5, foram descartadas com base nos seguintes critérios: (1) campos estelares excessivamente densos, dificultando a realização de uma fotometria confiável; (2) imagens adquiridas em filtros diferentes do R, apesar de nomeadas como tal, esse erro foi identificado pela presença de *fringing*, um efeito característico dos filtros *i* e *z*; (3) registros com intervalo de altura insuficiente, comprometendo a precisão na determinação da extinção; (4) imagens nas quais o obturador da câmera (*shutter*) está visível; (5) imagens com valores elevados de *seeing*, indicando condições atmosféricas inadequadas; (6) presença da estrela de calibração sobre a coluna danificada do CCD; e (7) imagens contaminadas por fontes de luz artificiais, provavelmente causadas por iluminação acesa durante as observações.

Tabela 3.5: Imagens sem determinação da extinção e os respectivos motivos.

Data	Objeto	Observação
2015-01-23	NGC1904	Imagem com campo denso
2015-05-10	SAO10735	Noite não fotométrica
2015-09-08	Pb2317 SA113	Imagem com <i>fringing</i>
2015-09-09	PG317	Imagem com <i>fringing</i>
2015-09-12	SA113	Imagem com <i>fringing</i>

Data	Objeto	Observação
2015-09-15	SA113	Imagem com fringing
2015-09-16	SA113	Imagem com fringing
2015-10-11	PG2336004	Imagem com fringing
2015-11-14	G9742	Pouco intervalo de altura e com fringing
2015-11-16	F108	Pouco intervalo de altura e com fringing
2015-12-17	SA97	Imagem com fringing
2016-06-06	G15	Imagem com fringing
2016-06-07	G15	Imagem com fringing
2016-06-08	G15	Imagem com fringing
2016-06-10	G15	Imagem com fringing
2016-06-29	SA110	Imagem com fringing e muito densa
2016-06-30	SA110	Imagem com fringing e muito densa
2016-07-04	SA108	Pouco intervalo de altura, poucas estrelas
2016-07-07	PG1528+062B	Imagem com fringing
2016-07-08	PG1528+062B	Imagem com fringing e presença de shooter
2016-07-09	PG1528+062B	Imagem com fringing
2016-07-26	PG1528+062B	Imagem com fringing e presença de shooter
2016-07-27	BD+284211	Imagem com fringing
2016-08-01	BD+284211	Imagem mostrando o shooter
2016-08-02	PG1528+062B	Imagem mostrando o shooter
2016-08-03	BD+284211	Imagem mostrando o shooter
2016-08-04	PG1528+062B	Imagem mostrando o shooter
2016-08-06	PG1528+062B	Imagem mostrando o shooter
2016-08-07	PG1528+062B	Imagem mostrando o shooter
2016-08-26	BD+23375	Imagem com Mau tempo
2016-08-26	BD+284211	Noite não fotométrica
2016-09-23	PG2349	Imagem com Mau tempo
2016-09-25	PG2349	Estrela próxima a coluna danificada
2016-10-01	PG2349	Estrela próxima a coluna danificada
2016-10-03	PG2349	Noite não fotométrica e estrela próxima a coluna danificada

Data	Objeto	Observação
2016-10-04	PG2349	Noite não fotométrica e estrela próxima a coluna danificada
2016-10-07	PG2349	Estrela próxima a coluna danificada
2016-10-24	SA94242	Luz contaminando a imagem
2016-10-25	G333	Estrela próxima a coluna danificada
2016-11-25	SA9636	Estrela próxima a coluna danificada
2016-11-26	SA9636	Noite não fotométrica
2016-12-04	SA9636	Luz contaminando a imagem
2017-01-26	PG0918+029D	Luz contaminando a imagem
2017-01-27	PG0918+029D	Imagem com Mau tempo
2017-01-29	PG0918+029D	Imagem com Mau tempo
2017-02-03	PG0918+029D	Luz contaminando a imagem
2017-02-21	G1243	Mau tempo
2017-03-01	G1050	Mau tempo
2017-03-02	G1050	Mau tempo
2017-03-05	G1050	Mau tempo
2017-04-03	IRAS07455	Imagem com campo denso
2017-04-19	G15341	Imagem com campo denso
2017-04-27	G1050	Imagem com campo denso
2017-04-28	G15341	Imagem com campo denso
2017-08-22	G267	Mau tempo
2017-09-14	G1567	Mau tempo
2017-09-19	G1567	Mau tempo
2017-09-22	G1567	Mau tempo
2017-09-26	G1567	Mau tempo
2017-09-27	G1567	Mau tempo
2018-02-11	SA97224	Várias linhas de pixels danificados
2018-07-05	A5332	Imagem com campo denso
2018-09-13	ZRO3923	Pouco intervalo de altura
2018-09-16	AS332	Imagem com campo denso
2018-11-08	PG0039	Mau tempo

Posteriormente, com as imagens classificadas como úteis, correspondentes a 33 noites

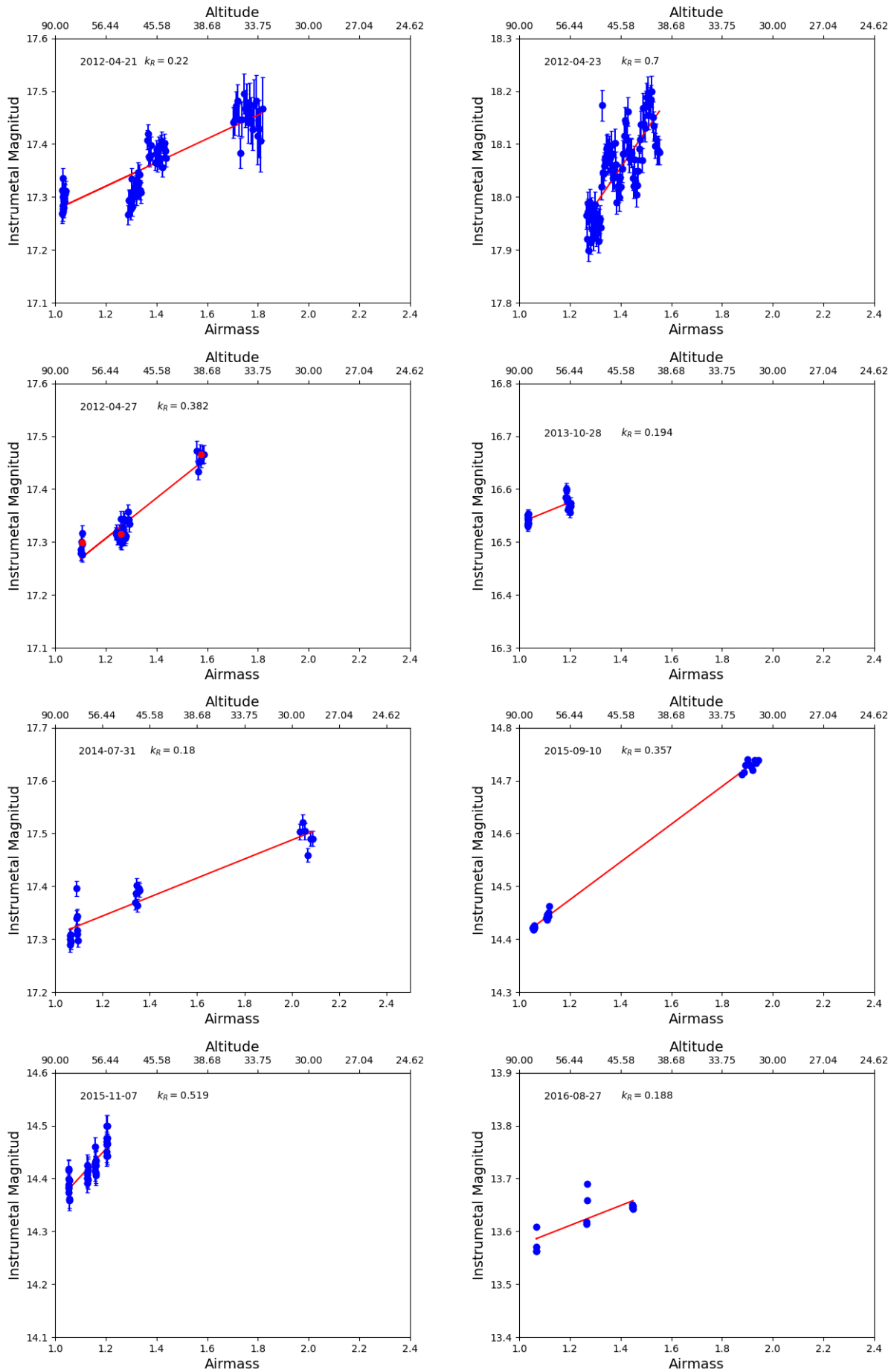


Figura 3.35: Coeficientes de extinção determinados (Parte 1/5)

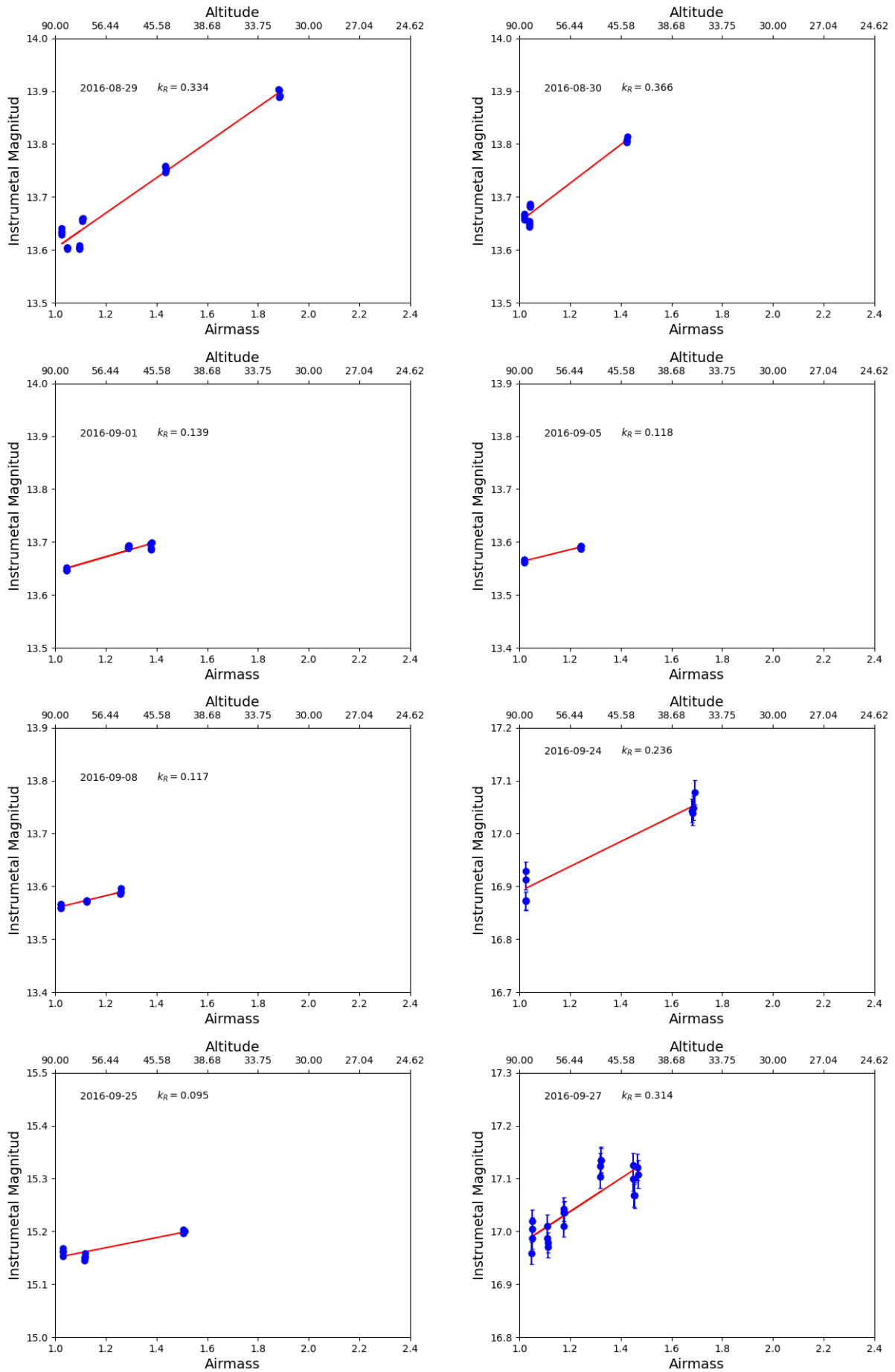


Figura 3.36: Coeficientes de extinção determinados (Parte 2/5)

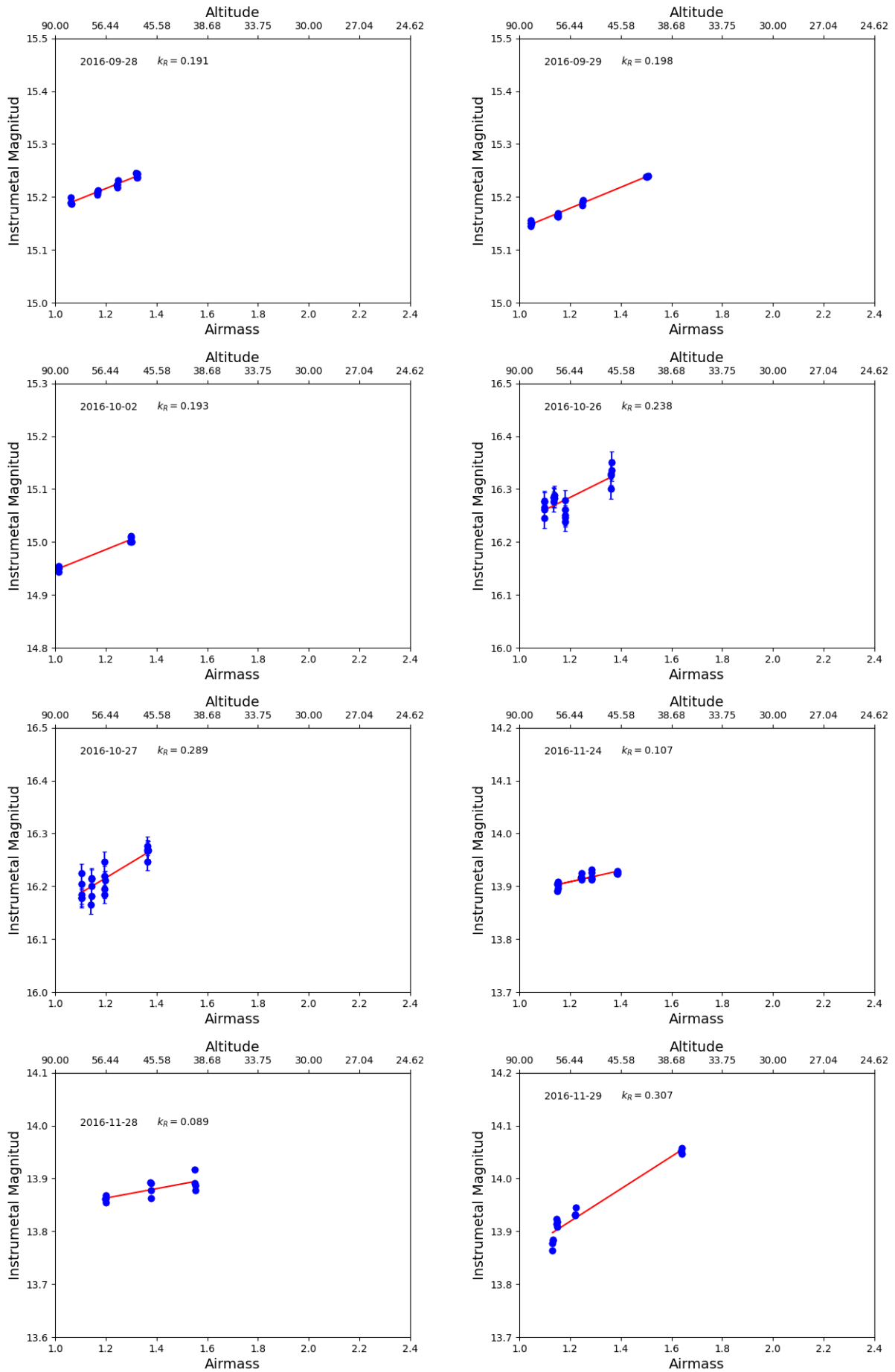


Figura 3.37: Coeficientes de extinção determinados (Parte 3/5)

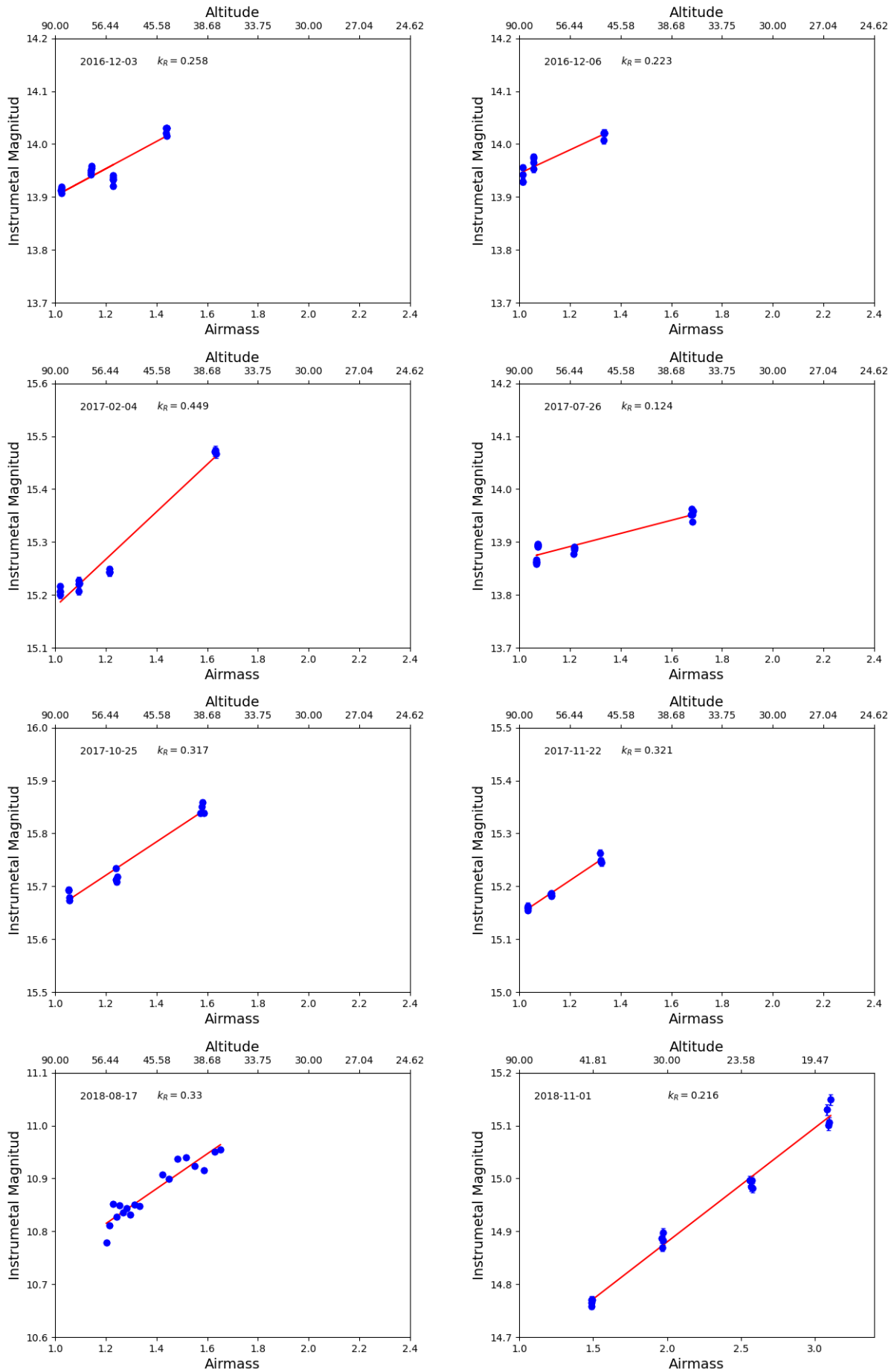


Figura 3.38: Coeficientes de extinção determinados (Parte 4/5)

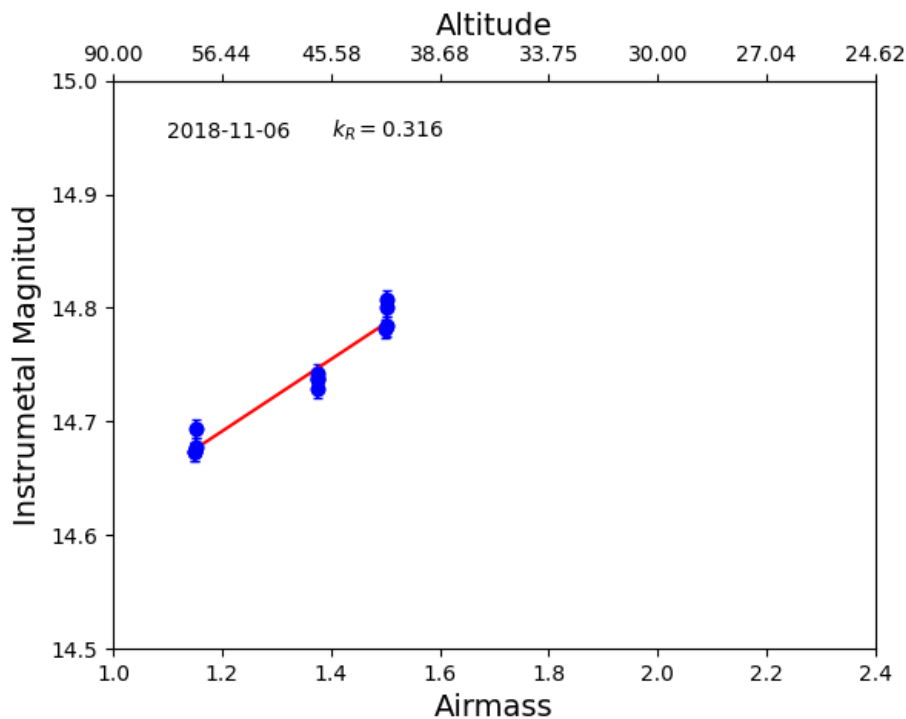


Figura 3.39: Coeficientes de extinção determinados (Parte 5/5)

de observação, realizamos todo o processo de redução de dados usando IRAF. Isso incluiu a correção das imagens por bias, dark e flat, a recuperação da altura de observação do header de cada imagem, e a determinação da magnitude das estrelas. Com esses valores, geramos os gráficos de todas as imagens listadas (nas Figuras 3.35, 3.36, 3.37, 3.38, e 3.39) e aplicamos um ajuste linear. Esse ajuste, baseado na Lei de Bouguer (Eq. 2.15), permitiu-nos determinar o coeficiente de extinção para o filtro R em cada uma dessas noites.

Uma vez obtidos estes resultados foi possível realizar a distribuição do coeficiente de extinção obtendo valores que variam entre 0.089 e 0.7 com um valor modal de 0.318, mediana de 0.236 e média de 0.261 (Fig. 3.40).

Ao comparar o valor mediano de extinção obtido no OASI ( $k = 0.24$ ) com os de outros observatórios de classe mundial (Tabela 3.7), como OPD, Cerro Pachón, La Silla, Cerro Tololo, Cerro Paranal, Roque los Muchachos, Mauna Kea, Gaomeigu e Devasthal, observa-se que a constante de extinção no OASI é superior (Fig. 3.40). A única exceção notável é o Observatório de Devasthal, que apresenta valor  $k = 0.22$ , próximo a mediana do OASI.

Essa diferença na extinção se deve principalmente à baixa altitude do OASI e sua proximidade a um rio em uma região onde o vento pode levantar areia. Essa condição aumenta a contribuição de aerossóis, produzindo um maior espalhamento da luz. Em contraste, a maioria dos outros observatórios está situada em regiões de alta altitude, com baixa umidade e menor contribuição de aerossóis. No caso de Devasthal, a similaridade dos valores em cer-

tas datas é atribuída a ventos fortes que levam partículas de areia e fumaça de queimadas frequentes na região.

Tabela 3.6: Coeficientes de extinção.

Data	Coef. de extinção
2012-04-21	0.220
2012-04-23	0.700
2012-04-27	0.382
2013-10-28	0.194
2014-07-31	0.180
2015-09-10	0.357
2015-11-07	0.519
2016-08-27	0.188
2016-08-29	0.334
2016-08-30	0.366
2016-09-01	0.139
2016-09-05	0.118
2016-09-08	0.117
2016-09-24	0.236
2016-09-25	0.095
2016-09-27	0.314
2016-09-28	0.191
2016-09-29	0.198
2016-10-02	0.193
2016-10-26	0.238
2016-10-27	0.289
2016-11-24	0.107
2016-11-28	0.089
2016-11-29	0.307
2016-12-03	0.258
2016-12-06	0.223
2017-02-04	0.449

Data	Coef. de extinção
2017-07-26	0.124
2017-10-25	0.317
2017-11-22	0.321
2018-08-17	0.330
2018-11-01	0.216
2018-11-06	0.316

Tabela 3.7: Coeficientes de extinção atmosférica reportados por diversos observatórios ao redor do mundo.

Observatório	Coef. de extinção	Altura	Referência
Observatório Pico dos Dias	0.099	1864m	(Dias et al., 2010)
La Silla	0.040	2400m	(TüG, 1977)
Cerro Tololo	0.060	2200m	(Gutierrez-Moreno; Cortes; Moreno, 1982)
Roque los muchachos	0.094	2396m	(García-Gil; Muñoz-Tuñón; Varela, 2010)
Mauna Kea	0.060	4,205m	(Buton et al., 2013)
Cerro Paranal	0.068	2635m	(Patat et al., 2011)
Gaomeigu	0.142	3.200m	(Hu, 2011)
Devasthal	0.220	2450m	(Kumar et al., 2022)
OASI	0.241	390m	Este trabalho

### 3.3.3 Poluição luminosa

A primeira etapa para o estudo da poluição luminosa, e também uma das mais desafiadoras, consistiu na compilação das imagens obtidas com a câmera All-Sky. Esses dados encontravam-se dispersos em diferentes computadores e discos rígidos externos, alguns deles fora de uso há anos. Após o levantamento, foi possível recuperar imagens referentes aos anos de 2014, 2015, 2016, 2023 e 2024. No entanto, observou-se que as imagens de 2014 a 2016 apresentam cortes na direção norte (Fig. 3.41), possivelmente causados por obstruções no campo de visão devido à estrutura de suporte da câmera.

De posse das imagens, o passo seguinte consistiu em alinhá-las, uma vez que a câmera All-Sky era frequentemente manipulada e rotacionada. Inicialmente, tentamos realizar esse alinhamento por meio da identificação de estrelas no campo, usando o pacote do IRAF CCDMAP e o pacote do python `astroquery.astrometry_net`. No entanto, os procedimentos de astrometria não foram bem-sucedidos, pois os softwares não conseguiam reconhecer

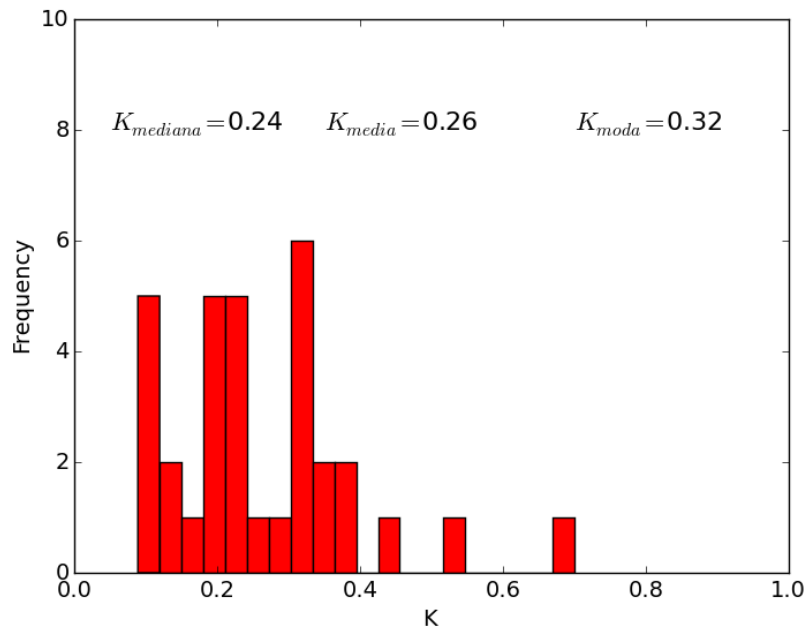


Figura 3.40: Histograma dos coeficientes de extinção determinados entre 2012 e 2018 com valor modal de 0.318, mediana de 0.236 e média de 0.261.

o campo estelar. Após conversas com o técnico responsável, soubemos que a antena do anemômetro da estação meteorológica havia sido instalada com uma bússola e orientada no eixo Sul-Norte. Como a câmera All-Sky e a antena estão montadas no telhado da casa de hóspedes (Fig. 3.10), a antena deveria ser visível em todas as imagens. Essa hipótese foi confirmada: a antena aparece consistentemente na direção Sul, região que nunca foi obstruída nas imagens (Fig. 3.41). Isso possibilitou o alinhamento das imagens tomando a posição da antena como referência. O processamento dessas imagens foi feito com o pacote *imshow* do *Python*, utilizando escala de cinza no intervalo  $[-2\sigma, +2\sigma]$ , onde  $\sigma$  foi calculada via *numpy*. O gráfico polar foi sobreposto com *add\_subplot* e orientado corretamente em função da antena, utilizando *set\_theta\_zero\_location*.

Com as imagens devidamente alinhadas, foi possível realizar uma inspeção visual detalhada (Fig. 3.41) e compará-las com os registros satelitais de poluição luminosa (Fig. 3.42). A análise revelou um crescimento gradual da poluição entre os anos de 2012 e 2018, seguido por uma redução durante o período da pandemia de COVID-19. A partir de 2021, observou-se um aumento abrupto, possivelmente relacionado à inauguração de uma estrada principal na cidade vizinha de Rodelas e à substituição de lâmpadas de sódio por LEDs, fontes conhecidas por contribuírem significativamente para a poluição luminosa.

Os principais focos de poluição luminosa foram identificados, usando google maps, nas cidades de Itacuruba (aproximadamente  $0^\circ$  norte, a cerca de 7 km), Floresta ( $\approx 45^\circ$ , 24.3 km)

e Rodelas (234°, 11 km). Adicionalmente, foi detectado um foco inédito de poluição proveniente do sítio do Coité, a apenas 5.5 km do OASI e localizado a uma distância angular de  $\approx 260^\circ$  em relação ao norte (Fig. 3.43). Esse novo foco torna-se visível a partir de 2021 (Fig. 3.42) e está associado à atividade de criação de peixes da cooperativa dos produtos do Vale do Itaparica que demanda iluminação artificial noturna. Devido a esta problemática entramos em contato com a cooperativa de forma de mitigar o impacto da poluição luminosa. Fomos informados que os refletores são usados para segurança do sitio. No entanto, encontramos uma boa receptividade e o compromisso de atender as recomendações que possam ser realizadas a futuro para diminuir o impacto no OASI da poluição luminosa.

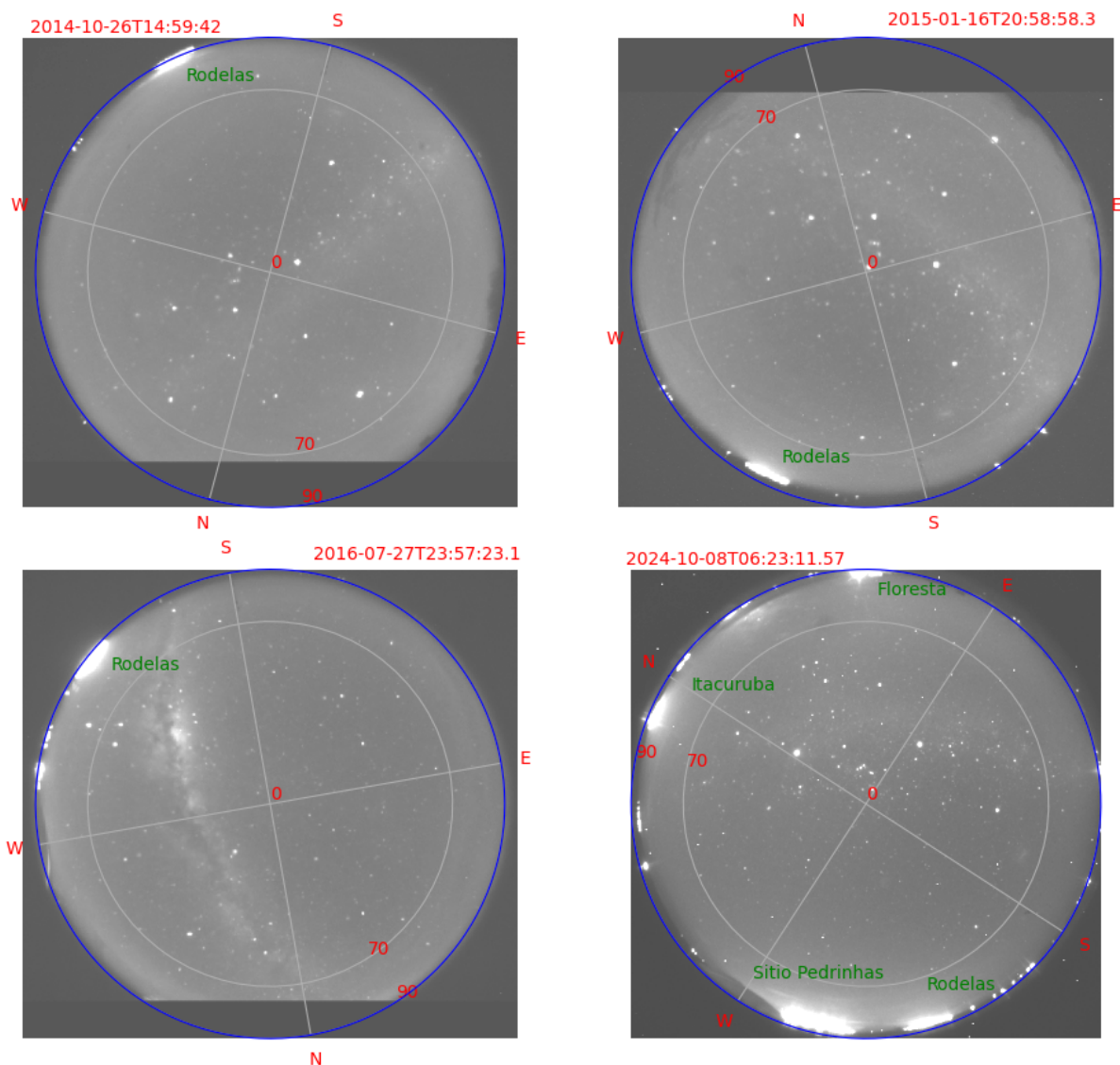


Figura 3.41: Imagens da All-Sky registradas entre 2014 e 2024. Em letra vermelha mostra-se os pontos cardinais e o ângulo zenital, em letra verde mostra-se as cidades e focos de poluição luminosa.

Por fim, verificou-se que a observação de objetos com órbitas internas à Terra, os quais podem ser observados só a baixas alturas como os asteroides do tipo Atira e os cometas

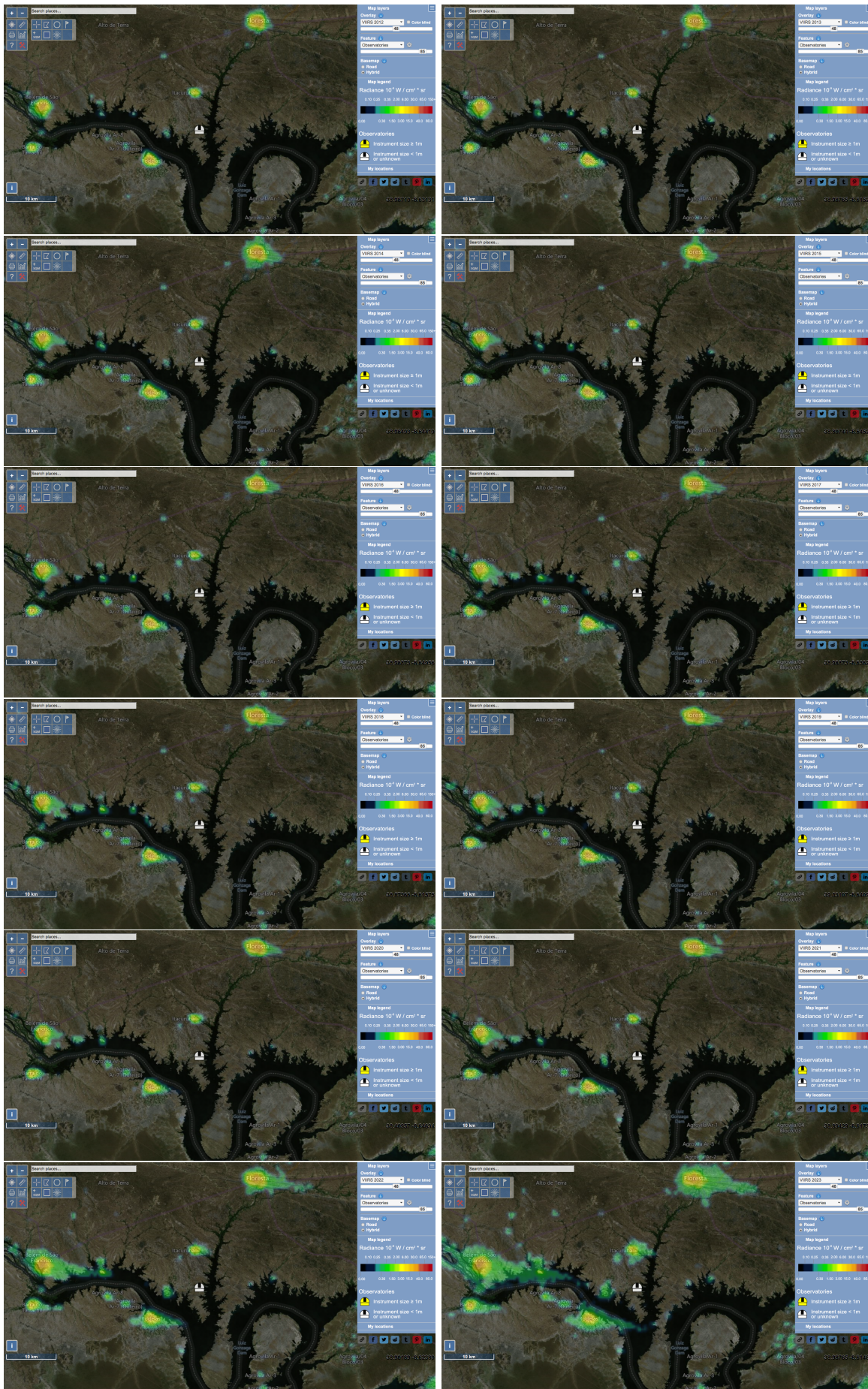


Figura 3.42: Evolução da poluição luminosa na região do OAS, com base em dados do VIIRS/DMSP entre os anos de 2012 e 2023 (Light Pollution Map, ). Os mapas destacam a localização do OASI e evidenciam o aumento da luminosidade artificial na região ao longo do tempo.

Sungrazers, pode ser severamente impactada pela poluição luminosa, sobretudo durante o pôr do sol, na direção oeste, em alturas inferiores a  $20^\circ$  (Fig. 3.41). Em contrapartida, o nascer do sol na direção leste oferece melhores condições observacionais, uma vez que a cidade de Floresta ainda não gera impacto luminoso significativo nessa região do céu.

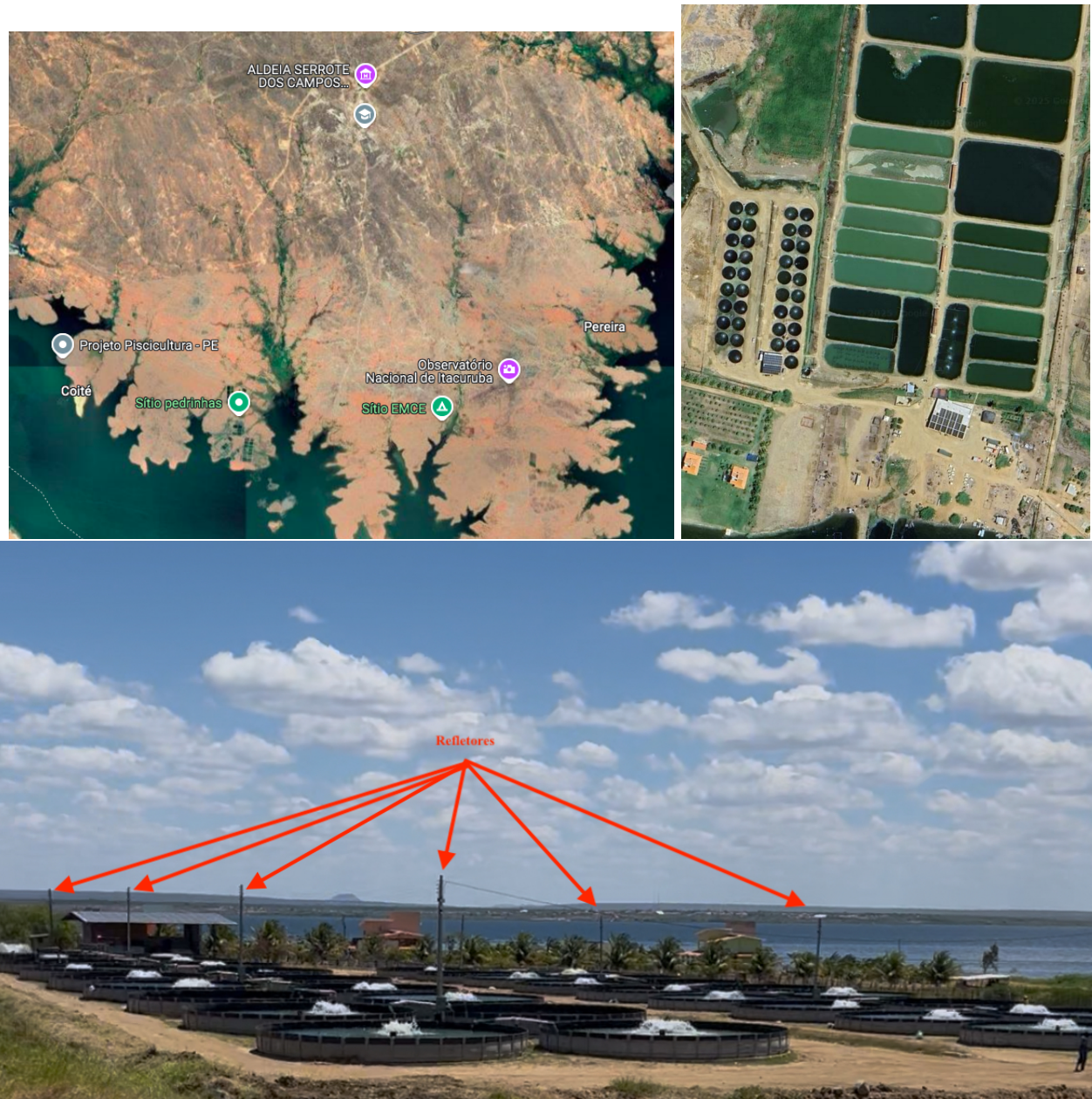


Figura 3.43: Superior: Mapa satelital indicando um foco adicional de poluição luminosa proveniente do sítio Coité, localizado a apenas 5,5 km do OASI, com uma distância angular de aproximadamente  $260^\circ$  em relação ao norte. Inferior: Imagem dos refletores usados no Coité, são dois refletores por poste, estes encontram-se apontados em direção aos tanques de peixe.

# Capítulo 4

## Discussões e conclusões

Possuir um conhecimento aprofundado das características instrumentais e das condições do céu de um observatório é crucial para a qualidade das observações astronômicas. Esse entendimento permite um planejamento observacional eficaz e a seleção adequada dos instrumentos.

Para o OASI, um observatório focado na observação de pequenos corpos do Sistema Solar, esse conhecimento é ainda mais vital. Muitos desses objetos são pouco brilhantes e, por vezes, desafiadores de observar devido ao seu tamanho, composição e até morfologia. Fatores como o seeing, a extinção atmosférica e a poluição luminosa podem impactar significativamente as observações.

Ao estudar e compreender esses parâmetros, suas causas e como afetam as observações, podemos aprimorar nossas técnicas, realizar correções mais precisas nas medições de brilho e, conseqüentemente, determinar parâmetros mais exatos dos objetos em estudo. Isso também nos capacita a mitigar a influência desses fatores, garantindo dados de maior qualidade.

Este trabalho é um guia prático que capacita observadores do OASI a otimizar suas pesquisas. Ele detalha os instrumentos do observatório, auxiliando na escolha de componentes na observação. Adicionalmente, o guia permite identificar os melhores períodos e janelas de observação com base nas condições do céu, garantindo assim a eficiência e o sucesso dos projetos.

A magnitude limite do telescópio do OASI tem sido crucial para a extensa campanha observacional que resultou no registro de 772 pequenos corpos do Sistema Solar até maio de 2025. A maior parte dessas observações, 513 para ser exato, foi dedicada aos NEOs, incluindo 93 PHAs. A distribuição desses NEOs abrange 17 Atira, 37 Aten, 194 Amor, 214

Apollo e 51 Mars Crossers. Além disso, o observatório expandiu seu escopo para incluir 259 outros pequenos corpos, como 192 asteroides do cinturão principal, 7 Troianos de Júpiter, 47 Centauros e 13 Objetos Transnetunianos (TNOs), além de 44 cometas.

O OASI está equipado com um telescópio refletor Cassegrain de 1 metro e montagem altazimutal, alojado em uma cúpula de fibra de vidro. Sua capacidade de rastreamento de  $3^\circ/s$  é adequada para a maioria dos objetos do Sistema Solar. No entanto, devido à montagem altazimutal, um rotador de campo é necessário para compensar a rotação do campo de visão durante a observação. Este componente pode, em algumas ocasiões, introduzir instabilidades que resultam em perda de rastreamento, sendo recomendado que o rotador seja sempre inicializado em zero graus para mitigar esses problemas.

A cúpula do observatório apresenta desafios operacionais significativos. O sistema de abertura de duas escotilhas (uma superior em trilhos e uma inferior com alavanca) é vulnerável a ventos fortes. Em velocidades superiores a 12 m/s, a escotilha inferior balança intensamente, representando um risco estrutural. Testes para atenuar esse impacto, como direcionar a cúpula para o norte (direção predominante do vento no OASI) e operar apenas com a escotilha superior, ajudaram a definir uma altura limite de  $37^\circ$ . Contudo, o vento ainda pode penetrar, causando oscilação da escotilha interna. Por segurança, é mandatório fechar completamente a cúpula quando a velocidade do vento excede 12 m/s.

Atualmente, o OASI utiliza quatro CCDs, com um quinto planejado. A principal limitação desses detectores reside em seu revestimento de meia banda, que resulta em baixa eficiência quântica (inferior a 40%) para comprimentos de onda menores que 380 nm e maiores que 900 nm. Isso inviabiliza estudos nas faixas do azul e infravermelho próximo, como a detecção de cianogênio (CN) em cometas, cuja banda principal está próxima a 387 nm.

Para superar essa restrição, é fundamental que a futura aquisição de CCDs considere a eficiência quântica e o tipo de revestimento. Recomenda-se o revestimento "deep depleted silicon astro multi 2", que oferece maior eficiência em 380 nm (acima de 60%) e um pico secundário próximo a 425 nm, permitindo a expansão das pesquisas para a faixa do azul.

O observatório possui duas rodas de filtros: uma para o sistema Johnson-Cousin (U, B, V, R, I) e outra para o SLOAN (g, r, i, z), com 9 e 13 posições, respectivamente. A roda de 13 posições, dividida em dois discos, permite a filtragem simultânea, útil para mitigar os efeitos da poluição luminosa. Além disso, a futura instalação de um filtro polarizador linear (fabricado pelo CASLEO) possibilitará estudos polarimétricos para determinar albedo e tamanho dos regolitos. Um projeto em andamento para a aquisição de um filtro cometário (para detecção de CN em 387 nm) será de grande valia com a chegada de novos CCDs,

permitindo a determinação da taxa de produção de CN e, conseqüentemente, da taxa de produção de água em cometas.

A estação meteorológica e a câmera All-Sky são ferramentas indispensáveis para as observações remotas, permitindo a previsão de condições climáticas adversas e o fechamento preventivo da cúpula. Os dados coletados por essas estações foram essenciais para este trabalho, que analisou parâmetros meteorológicos e a evolução da poluição luminosa. No entanto, a compilação desses dados enfrentou desafios devido à falta de centralização e inconsistências na regularidade de salvamento. Adicionalmente, problemas de desalinhamento e obstrução da câmera All-Sky foram identificados e repassados à equipe técnica para correção.

A infraestrutura de internet do OASI, composta pelas redes ATEL e PE-Conectado, apresentava velocidades intermediárias que dificultavam a transferência de dados para o ON. A transição de programas como TeamViewer e AnyDesk para uma servidora SFTP com acesso SSH melhorou significativamente a velocidade de upload e download, garantindo a integridade dos arquivos.

Atualmente, o projeto IMPACTON dispõe de 8 TB de armazenamento no ON, com 1.2 TB utilizados para dados observados entre 2011 e 2024. Além da servidora do ON, os dados também foram armazenados em discos externos, de forma de garantir estes em casos de qualquer tipo de imprevistos. Esses dados foram cruciais para a determinação do seeing e da extinção atmosférica no OASI.

A análise do seeing, focada em imagens do filtro R (Johnson-Cousin) de 2019 com 30 e 40 segundos de exposição, revelou um valor modal de  $1.35''$  para ambos os tempos, com médias de  $1.48''$  e  $1.36''$ , para os tempos de 30 e 40 segundos, respectivamente. Não foi observada uma dependência aparente entre os melhores valores de seeing e a data da observação, indicando a ocorrência de noites fotométricas ao longo de todo o ano.

O estudo da correlação entre os parâmetros atmosféricos medidos pela estação do OASI e da estação Floresta mostrou baixa correlação entre a velocidade do vento ( $p_{Pearson} = 0.47$ ) e precipitação ( $p_{Pearson} = 0.37$ ). Por outro lado, a temperatura, pressão atmosférica e umidade apresentaram correlações mais fortes, com valores do coeficiente de correlação  $p_{Pearson} = 0.64, 0.79, 0.61$ , respectivamente, mostrando assim a concordância entre ambas estações para estes parâmetros, viabilizando o estudo e análise da correlação do seeing do OASI com parâmetros atmosféricos fornecidos pela estação Floresta.

Ao analisar a correlação entre o seeing e os parâmetros atmosféricos (temperatura, pressão atmosférica e umidade) não foi encontrada uma correlação entre os parâmetros

isolados e o seeing, embora não seja possível descartar uma correlação para a combinação de parâmetros meteorológicos.

A análise da extinção atmosférica, baseada em imagens de estrelas de calibração obtidas entre 2011 e 2018, revelou que, no filtro R, o coeficiente de extinção apresentou um valor modal de 0.318, mediana de 0.236 e média de 0.261. Esses valores são mais elevados em comparação com os de outros observatórios de grande porte, sendo compatíveis apenas com certas datas no observatório de Devasthal (Índia). Essa discrepância é atribuída à menor altitude do OASl e à proximidade de um rio, em uma região onde a areia e os ventos fortes contribuem para o aumento da dispersão por aerossóis.

O estudo da poluição luminosa, realizado a partir de imagens da câmera All-Sky (2014-2024) e dados satelitais, revelou um crescimento gradual da poluição luminosa entre 2012 e 2018, uma leve redução durante a pandemia de COVID-19 e um aumento acentuado a partir de 2021. Este último está diretamente relacionado à inauguração de novas infraestruturas viárias e à substituição de lâmpadas de sódio por LEDs em municípios vizinhos.

Os principais focos de poluição luminosa foram identificados nas direções de Itacuruba (aprox.  $0^\circ$ , 5.5 km), Floresta (aprox.  $45^\circ$ , 24.3 km) e Rodelas (aprox.  $234^\circ$ , 11 km). Um novo foco significativo no Coité (aprox.  $260^\circ$ , 5.5 km), ativo a partir de 2021, o qual está ligado à criação de peixes com iluminação noturna. A análise final indicou que a observação de objetos com órbitas internas à Terra, como asteroides Atira e cometas Sungrazers, pode ser prejudicada pela poluição luminosa na direção oeste (ao pôr do sol), em alturas abaixo de  $20^\circ$ . Em contrapartida, a região leste ao nascer do sol permanece com um céu mais limpo, com baixa interferência do município de Floresta, sendo mais favorável para a observação desses objetos.

# Referências Bibliográficas

- Abreu, D. et al. 2015 RA83. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2017-U152, out. 2017.
- Abreu, D. et al. 2016 CO246. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2017-C48, fev. 2017.
- Abreu, D. et al. 2010 VZ71. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2017-H78, abr. 2017.
- Abreu, D. et al. 2013 YY13. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2017-H79, abr. 2017.
- Abreu, D. et al. 2015 GG1. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2017-H80, abr. 2017.
- Andor Technology. CCD vs sCMOS Cameras. 2024. (<https://andor.oxinst.com/learning/view/article/ccd-vs-scmos-cameras>).
- Arcoverde, P. et al. Study of basaltic asteroids through their phase curves. , v. 536, n. 1, p. 223–233, jan. 2025.
- Arcoverde, P. et al. Physical properties of NEOs derived from their phase curves. , v. 523, n. 1, p. 739–757, jul. 2023.
- Azman, M. I. et al. A brief overview on light pollution. IOP Conference Series: Earth and Environmental Science, IOP Publishing, v. 269, n. 1, p. 012014, jul 2019. Disponível em: (<https://dx.doi.org/10.1088/1755-1315/269/1/012014>).
- Bacci, P. et al. 2016 SW3. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2016-S90, set. 2016.
- Balam, D. D. et al. 2015 TM238. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-U09, out. 2015.
- Barghini, A. Antes que os vaga-lumes desapareçam: ou a influência da iluminação artificial sobre o ambiente. São Paulo: Annablume, 2010.
- Barth, C. et al. All-sky cameras for monitoring atmospheric phenomena. Atmospheric Measurement Techniques, v. 7, n. 11, p. 3487–3496, 2014.
- Bessell, M. S. UBVRI passbands. , v. 102, p. 1181–1199, out. 1990.
- Bessell, M. S. Standard Photometric Systems. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, v. 43, p. 293–336, 2005.
- Bortolotto, G. S. Coeficiente de extinção atmosférica com uma câmera de todo-céu. Dissertação (Mestrado em Física) — Universidade Federal de Santa Catarina, Florianópolis, SC, 2020.
- Bradley, E. S. et al. Characterization of meteorological and seeing conditions at haleakala. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, v. 118, p. 172–182, 2006.
- Bressi, T. H. et al. 2000 TL1. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2017-T96, out. 2017.

- Bulger, J. et al. 2005 VJ1. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2019-C133, fev. 2019.
- Buton, C. et al. Atmospheric extinction properties above mauna kea from the nearby supernova factory spectro-photometric data set. Astronomy & Astrophysics, v. 549, p. A8, 2013.
- Carroll, B. W.; Ostlie, D. A. An Introduction to Modern Astrophysics. 2nd. ed. [S.l.]: Cambridge University Press, 2017.
- Castro, P. et al. Transformation between the Johnson-Cousins and Sloan Photometric Systems for SSA. In: Ryan, S. (Ed.). The Advanced Maui Optical and Space Surveillance Technologies Conference. [S.l.: s.n.], 2018. p. 36.
- Cousins, A. W. J. The VRI Cousins photometric system. Memoirs of the Royal Astronomical Society, v. 81, p. 25, 1976.
- De Pra, M. et al. Minor Planet Observations [Y28 OASI, Nova Itacuruba]. Minor Planet Circulars, v. 82716, p. 4, fev. 2013.
- Devaraj, R. et al. POLICAN: A Near-infrared Imaging Polarimeter at the 2.1m OAGH Telescope. , v. 130, n. 987, p. 055002, maio 2018.
- Devogèle, M. et al. The Calern Asteroid Polarimetric Survey using the Torino polarimeter: assessment of instrument performances and first scientific results. , v. 465, n. 4, p. 4335–4347, mar. 2017.
- Dias, W. S. et al. Determinação da extinção atmosférica e brilho do céu no opd. Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira, v. 28, p. 1–4, 2010. Disponível em: <https://sab-astro.org.br/wp-content/uploads/2018/10/Paper5.pdf>.
- Evangelista-Santana, M. et al. Borderline hyperbolic comet C/2021 O3 (PANSTARRS) was fading as it approached the Sun. , v. 524, n. 2, p. 2733–2740, set. 2023.
- Frederick, R. To Measure the Sky: An introduction to optical observational astronomy. [S.l.]: cambridge university press, 2010.
- Fried, D. L. Statistics of a Geometric Representation of Wavefront Distortion. Journal of the Optical Society of America (1917-1983), v. 55, p. 1427–1431, nov. 1965.
- Fukugita, M. et al. The Sloan Digital Sky Survey Photometric System. , v. 111, p. 1748, abr. 1996.
- García-Gil, A.; Muñoz-Tuñón, C.; Varela, A. M. Atmosphere Extinction at the ORM on La Palma: A 20 yr Statistical Database Gathered at the Carlsberg Meridian Telescope. , v. 122, n. 895, p. 1109, set. 2010.
- Gibson, B. et al. 2015 TS238. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-U14, out. 2015.
- Gutierrez-Moreno, A.; Cortes, G.; Moreno, H. A study of atmospheric extinction at cerro tololo inter-american observatory. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, v. 94, p. 722, ago. 1982.
- Hill, R. E. et al. 2015 SB. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-S43, set. 2015.
- Howell, S. B. Handbook of CCD Astronomy. 2nd. ed. [S.l.]: Cambridge University Press, 2006.

- Hu, B. Preliminary results of atmospheric extinction coefficient measurements at gaomeigu observational station. Chinese Astronomy and Astrophysics - CHIN ASTRON ASTROPHYS-ENGL TR, v. 35, p. 199–208, 04 2011.
- Ieva, S. et al. A comprehensive study of the opposition effect on 15 NEOs. , v. 513, n. 2, p. 3104–3112, jun. 2022.
- INMET. Instituto Nacional de Meteorologia - Mapa das Estações. 2021. Disponível em: <https://mapas.inmet.gov.br>. Acesso em: 13 mar. 2021.
- Johnson, H. L.; Morgan, W. W. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised Yerkes System. The Astrophysical Journal, v. 117, p. 313, 1953.
- Kolmogorov, A. Selected Works of AN Kolmogorov, Volume I: Mathematics and Mechanics; Tikhomirov, VM, Ed. [S.l.]: Kluwer Academic Publishers: Dordrecht, The Netherlands, 1991.
- Kumar, A. et al. Photometric calibrations and characterization of the 4k x 4k ccd imager, the first-light axial port instrument for the 3.6m dot. Journal of Astrophysics and Astronomy, Springer, v. 43, n. 1, p. 27, 2022.
- Kutner, M. L. Astronomy: A Physical Perspective. [S.l.]: Cambridge University Press, 2003.
- Lauretta, D. S. et al. The osiris-rex sample return mission and its role in planetary science. Nature Astronomy, v. 5, p. 246–257, 2021.
- Lazzaro, D. Photometric and spectroscopic studies of small Solar System bodies and the IMPACTON project. BAAA, v. 53, p. 315–324, jan. 2010.
- Lazzaro, D. et al. The IMPACTON Project: A New Facility for NEOs Studies in Brazil. In: Asteroids, Comets, Meteors 2012. [S.l.: s.n.], 2012. v. 1667, p. 6148.
- Leonard, G. J. et al. 2016 HE19. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2016-J10, maio 2016.
- Light Pollution Map. Light Pollution Map. <https://www.lightpollutionmap.info>. Acesso em: 04 jun. 2025.
- Marciniak, A. et al. Thermal properties of slowly rotating asteroids: results from a targeted survey. , v. 625, p. A139, maio 2019.
- Marciniak, A. et al. Properties of slowly rotating asteroids from the Convex Inversion Thermophysical Model. , v. 654, p. A87, out. 2021.
- Marciniak, A. et al. Scaling slowly rotating asteroids with stellar occultations. , v. 679, p. A60, nov. 2023.
- Martino, S. et al. Monitoring of asteroids in cometary orbits and activated asteroids through archival images and new observations. , v. 698, p. A117, jun. 2025.
- Martino, S. et al. Monitoring of Asteroids in Cometary Orbits and Active Asteroids. , v. 166, p. 135–148, fev. 2019.
- Martioli, E. Conceitos de óptica voltada para telescópios, princípios de funcionamento e testes ópticos. sem data. Curso de Telescópios, Repositório de Arquivos do INPE. Acessado em 5 de janeiro de 2026. Disponível em: <https://www.gov.br/inpe/pt-br/area-conhecimento/engenharia-e-ciencias-espaciais/cgce/ciencia-espacial/astrofisica/repositorio-de-arquivos/curso-telescopios-aula2.pdf>.

- Mastaler, R. A. et al. 2015 RQ82. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-S14, set. 2015.
- Mastaler, R. A. et al. 2015 WK. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-W28, nov. 2015.
- Mastaler, R. A. et al. 2015 WZ. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-W30, nov. 2015.
- Mastaler, R. A. et al. Comet C/2015 WZ (panstarrs). Minor Planet Electronic Circulars, v. 2016-H29, abr. 2016.
- Mastaler, R. A. et al. 2015 RB37. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-R175, set. 2015.
- Mastaler, R. A. et al. 2015 RK37. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-R178, set. 2015.
- McLean, I. S. Electronic Imaging in Astronomy: Detectors and Instrumentation. 2nd. ed. [S.l.]: Springer, 2008.
- Mekhaimr, S. A. Atmospheric conditions affecting seeing at st. catherine: Estimation of operational time for nriag new telescope. NRIAG Journal of Astronomy and Geophysics, v. 6, n. 1, p. 5–18, 2017. ISSN 2090-9977. Disponível em: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S2090997717300020>.
- Michimani, J. et al. Photometry and Lightcurve Analysis of Two Mars-Crossing Asteroids: (106848) 2000 YP16 and (133090) 2003 MS9. Minor Planet Bulletin, v. 50, n. 3, p. 200–201, jul. 2023.
- Michimani, J. et al. Photometry and Lightcurve Analysis of Four Mars-crossing Asteroids. Minor Planet Bulletin, v. 49, n. 4, p. 272–273, out. 2022.
- Michimani, J. et al. The 'small' asteroid population: a spectroscopic survey. , v. 526, n. 2, p. 2067–2076, dez. 2023.
- Monteiro, F. et al. Rotational Period Determination for 12 Near-Earth Asteroids. Minor Planet Bulletin, v. 45, n. 3, p. 221–224, jul. 2018.
- Monteiro, F. et al. Lightcurve analysis of near-Earth objects from the IMPACTON project: Evidence of binary systems and cohesion strength. , v. 390, p. 115297, jan. 2023.
- Monteiro, F. et al. Lightcurves Analysis of Three Main-Belt Asteroids: 3602 Lazzaro, 10468 Itacuruba and (53437) 1999 WL2. Minor Planet Bulletin, v. 50, n. 4, p. 256–257, out. 2023.
- Monteiro, F. et al. Physical characterization of equal-mass binary near-Earth asteroid 2017 YE5: a possible dormant Jupiter-family comet. , v. 507, n. 4, p. 5403–5414, nov. 2021.
- Monteiro, F. et al. Lightcurve Analysis for Ten Near-Earth Asteroids. Minor Planet Bulletin, v. 44, n. 1, p. 20–22, jan. 2017.
- Monteiro, F. et al. Rotational properties of near-earth objects obtained by the IMPACTON project. PSS, v. 164, p. 54–74, dez. 2018.
- Murdin, P. Nighttime skies above the canary islands. Vistas in Astronomy, v. 28, p. 449–465, 1985. ISSN 0083-6656. Disponível em: <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/0083665685900698>.
- Nishiyama, K. et al. 2015 XB379. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-Y26, dez. 2015.

- Patat, F. et al. Optical atmospheric extinction over Cerro Paranal. Astronomy Astrophysics, v. 527, p. A91, January 2011. Patat 2003.
- Patat, F. Ubrinight sky brightness during sunspot maximum at ESO-Paranal. Astronomy Astrophysics, EDP Sciences, v. 400, n. 3, p. 1183–1198, Mar 2003. ISSN 1432-0746. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:20030030>.
- Pereira, W. et al. Photometry and Lightcurve Analysis of Eight Near-Earth Asteroids. Minor Planet Bulletin, v. 51, p. 72–76, Jan. 2024.
- Pereira, W. et al. Photometric characterization of near-earth objects from OASI and Casleo observations. , Oxford University Press, v. 543, n. 4, p. 4235–4253, out. 2025.
- Perna, D. et al. An investigation of the low- $\Delta V$  near-Earth asteroids (341843) 2008 EV5 and (52381) 1993 HA. Two suitable targets for the ARM and MarcoPolo-M5 space missions. , v. 597, p. A57, Jan. 2017.
- Pickering, K. A. The Southern Limits of the Ancient Star Catalog and the Commentary of Hipparchos. DIO, v. 12, p. 3–27, set. 2002.
- Ramanjooloo, Y. et al. Comet C/2014 HU195. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2016-P75, ago. 2016.
- Roddier, F. The effects of atmospheric turbulence in optical astronomy. Progress in Optics, v. 19, p. 281–376, Jan. 1981.
- Romanishin, W. J. An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs. Richmond, Virginia: Willmann-Bell, Inc., 2014. ISBN 978-0-943396-74-7.
- Rondón-Briceño, E. et al. (617) Patroclus-Menoetius Mutual Events Observations from OASI Observatory. Minor Planet Bulletin, v. 52, n. 1, p. 77–78, Jan. 2025.
- Rondón, E. et al. Photometric characterization of NEOs: 3 Amor and 3 Apollo. MNRAS, v. 484, n. 2, p. 2499–2513, abr. 2019.
- Rondón, E. et al. A photometric study of members of the Neos Atiras population. Icarus, Elsevier, v. 372, p. 114723, 2022.
- Rondón, E. et al. OASI: A Brazilian Observatory Dedicated to the Study of Small Solar System Bodies—Some Results on NEO's Physical Properties. PASP, v. 132, n. 1012, p. 065001, Jun. 2020.
- Ruiz, P. et al. 2004 EU22. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2018-F119, mar. 2018.
- Ruiz, P. et al. 2015 WO2. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2018-K22, maio 2018.
- Ruiz, P. et al. 2012 VE46. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-T119, out. 2015.
- Ruiz, P. et al. 2011 YW1. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2016-X09, dez. 2016.
- Ruiz, P. et al. 2016 CJ195. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2018-B91, Jan. 2018.
- Schwab, E. et al. Comet P/2010 a1 = 2018 P1 (Hill). Minor Planet Electronic Circulars, v. 2018-P80, ago. 2018.
- Schwab, E. et al. Comet P/2001 t3 = 2018 P2 (neat). Minor Planet Electronic Circulars, v. 2018-P81, ago. 2018.

Schwartz, M. et al. 2016 ES85. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2016-E128, mar. 2016.

Sereni, G. Optical design of MAORY Laser Guide Star Objective. Dissertação (Mestrado) — Università di Bologna, Dipartimento di Fisica ed Astronomia, Bologna, 2017. Relatore: Prof. Bruno Marano; Corelatori: Dott. Emiliano Diolaiti, Dott. Matteo Lombini, Dott. Mauro Patti. Disponível em: <https://core.ac.uk/download/pdf/129672747.pdf>.

Silva, J. S.; Lazzaro, D. Pole and shape of (1459) Magnya, the outer main belt basaltic asteroid. , v. 580, p. A70, ago. 2015.

Snik, F.; Keller, C. U. Astronomical Polarimetry: Polarized Views of Stars and Planets. In: Oswald, T. D.; Bond, H. E. (Ed.). Planets, Stars and Stellar Systems: Volume 2: Astronomical Techniques, Software, and Data. [S.l.]: Springer Netherlands, 2013. p. 307–353. ISBN 978-94-007-5611-3.

Sybiryakova, Y. et al. Observations and Orbits of Comets. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2014-R69, set. 2014.

Tatarskii, V. I. Wave Propagation in Turbulent Medium. [S.l.]: McGraw-Hill, 1961.

Travouillon, T. et al. Atmospheric turbulence at the South Pole and its implications for astronomy. , v. 400, p. 1163–1172, mar. 2003.

Tubbiolo, A. F. et al. 2015 RS83. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-S36, set. 2015.

TüG, H. Vertical extinction on la silla. Messenger, p. 7–8, 1977.

Wainscoat, R. J. et al. 2016 SR2. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2016-S73, set. 2016.

Wainscoat, R. J. et al. 2015 RL82. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-S09, set. 2015.

Wainscoat, R. J. et al. 2015 RO82. Minor Planet Electronic Circulars, v. 2015-S12, set. 2015.

Yada, T. et al. Preliminary analysis of the hayabusa2 samples returned from c-type asteroid ryugu. Nature Astronomy, v. 6, p. 214–220, 2022. Disponível em: <https://doi.org/10.1038/s41550-021-01550-6>.

York, D. G.; AL. et. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. The Astronomical Journal, v. 120, p. 1579–1587, 2000.