II - OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO DE DADOS

A campanha de observação do nosso objeto cobriu o período de julho de 1999 à fevereiro de 2002 em 15 missões. Devido ao enfraquecimento do objeto no infravermelho, realizamos apenas duas missões nesta faixa espectral. Para as outras missões dividimos o tempo concedido em uma noite para o azul, $\lambda_{central}$ = 5400 Å ou 6550 Å e outra para o vermelho, $\lambda_{central}$ = 9000 Å , doravante azul e vermelho, respectivamente. Como o objeto principal era brilhante no visível, obtivemos uma relação sinal-ruído no contínuo tipicamente melhor do que 50 nas observações em baixa dispersão. Na tabela 6 fornecemos detalhes das missões observacionais as quais resultaram dados.

DATA	TELESCÓPIO	ESPECTRÓGRAFO	FWHM (Å)	COBERTURA ESPECTRAL (Å)	λ_C (Å)
31/jul/1999	1.6 m LNA	Coudé	2	1500	11900
03/ago/1999	1.6 m LNA	Cassegrain	9	2000	5700
15/ago/1999	1.5 m ESO	Cassegrain	9	5800	6600
28/dez/1999	1.5 m ESO	Cassegrain	9	5200	6300
14/mar/2000	1.6 m LNA	Cassegrain	9	7400	6900
07/jun/2000	1.6 m LNA	Cassegrain	9	4600	6550
08/jun/2000	1.6 m LNA	Cassegrain	9	4600	6550
13/set/2000	1.6 m LNA	Cassegrain	9	4190	5400
14/set/2000	1.6 m LNA	Cassegrain	9	4270	9000
06/dez/2000	1.6 m LNA	Cassegrain	9	4190	5400
07/dez/2000	1.6 m LNA	Cassegrain	9	4270	9000
20/mar/2001	1.6 m LNA	Cassegrain	2	800	6400
22/mai/2001	1.5 m ESO	Cassegrain	9	4500	6000
21/jan/2002	1.5 m ESO	Cassegrain	1.2	1350	4600
12/fev/2002	1.6 m LNA	Cassegrain	2	800	4600

Tab. 6 - Missões Observacionais Úteis.

II.1 - Espectroscopia Óptica

II.1.1 - Instrumentação

Utilizamos o telescópio de 1.6 m Perkin-Elmer do LNA tendo acoplado um espectrógrafo Cassegrain. O espectrógrafo Cassegrain do LNA utiliza redes reflexivas, permitindo medidas otimizadas desde o corte atmosférico até o infravermelho próximo em baixa e média resolução ($400 < \lambda/\Delta\lambda < 4000$). Utilizam-se redes sob ângulos de rede (θ) negativos visando minimizar de incidência de luz espalhada de ordem zero. O "blaze" varia para cada rede, indicando em que comprimento de onda a rede terá maior sensibilidade. A fenda do espectrógrafo é orientada na direção leste-oeste tendo imperfeições de alta e baixa freqüência em suas bordas. Utilizamos um filtro corta ordem (fig. 9), cuja função é bloquear ordens superiores. Usamos portanto um filtro com corte no azul, para observação no vermelho. Para as observações na faixa do azul não utilizamos filtro.

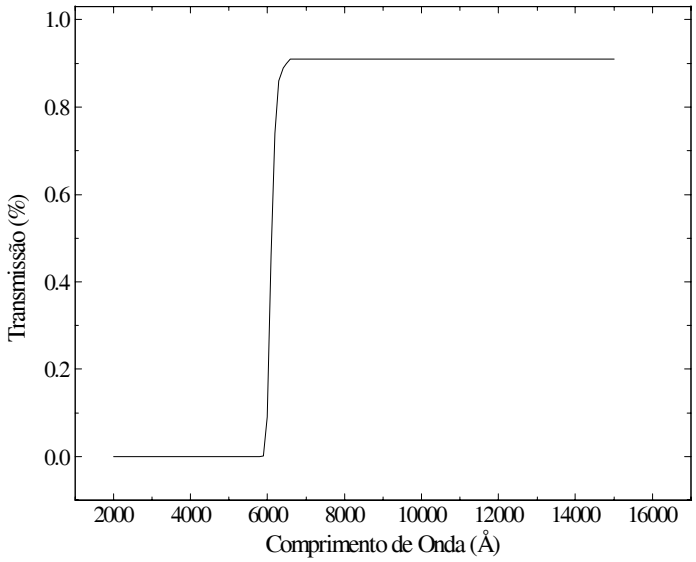

Fig 9 – Transmissão para o filtro corta ordem RG610 do LNA.

Foi utilizado um detetor CCD 1024×1024 pixeis, com pixeis de tamanho 24 μm × 24 μm. Usamos uma rede de difração de baixa dispersão (300 linhas/mm) e "blaze" em 5000 Å ou 6400 Å, que resultou em uma cobertura espectral entre 3300 Å e 11000 Å, dividida em uma região no azul (3000 Å até 7500 Å) e outra no vermelho (6500 Å até 11000 Å) que foram combinadas em um único espectro quando possível (tabela 7).

telescópio	1.6 m
espectrógrafo	Cassegrain
detetor	CCD 1024x1024 fino
rede	300/500 e 300/640 linhas/mm
λc	5400 Å ou 6550 Å e 9000 Å
Filtro	Corta ordem para exposições no vermelho, RG630
FWHM	9 Å

Tab. 7 - Configuração instrumental para baixa dispersão.

Realizamos também observações em média dispersão, onde usamos uma rede de 1200 linhas/mm, com o intuito de observar estruturas em absorção na linha de Hα (tabela 8).

telescópio	1.6 m
espectrógrafo	Cassegrain
detetor	CCD 1024x1024 fino
rede	1200/600 linhas/mm
λc	6470 Å
filtro	Corta ordem GG435
FWHM	2 Å

Tab. 8 - Configuração instrumental para média dispersão.

II.1.2 - Procedimento Observacional

Antes de efetuar as medidas realizamos as calibrações necessárias no instrumento. Primeiramente sincronizamos a base de tempo, com a hora fornecida por um receptor de sinais do GPS. Em seguida calibramos as coordenadas do telescópio com uma estrela conhecida. Fizemos o foco apontando para uma estrela brilhante o suficiente para termos um tempo de integração curto sem que o CCD sature e também não menor do que 10 s, de modo a obter uma média sobre a variabilidade atmosférica. Foi medido então o perfil estelar na direção espacial em várias posições de foco. Utilizamos vários pontos de (largura à meia altura) $\times$ (foco) para ajustar uma curva quadrática. O mínimo desta curva revela a posição mais próxima possível do foco real. A qualidade da imagem pode ser prejudicada durante a noite devido a variação do "seeing" e da focalização.

Não foram efetuadas exposições maiores do que 20 min, para se minimizar a presença de raios cósmicos. Utilizamos a técnica da saturação das linhas mais fortes no espectro para a observação das linhas mais fracas. O CCD é um detetor altamente linear, deixando de sê-lo quando próximo à saturação. Obtivemos exposições em fenda larga (aprox. 9") e estreita (aprox. 2"), para respectivamente termos uma calibração fotométrica sem perdas na fenda e a melhor resolução espectral possível. Calibramos os espectros em comprimento de onda com base em uma lâmpada de comparação de He-Ar. A calibração em fluxo foi baseada nas observações de padrões espectrofotométricas (Hamuy et al., 1992) e em uma curva de extinção média para este sítio (Diaz, 1996). Em algumas noites observamos padrões em diversas massas de ar para obtermos uma curva de extinção revisada. As padrões espectrofotométricas são medidas com a fenda aberta, para evitar-se a perda de fluxo. A observação da variável em fenda estreita é útil para uma boa resolução em comprimento de onda, tendo a desvantagem da perda arbitrária em fluxo. Observamos nossos objetos com uma fenda larga para a correção desta perda. Este procedimento dispensa a necessidade de se observar com a fenda sempre perpendicular ao horizonte, isto é seguindo o ângulo paralático. Observamos primeiramente em fenda estreita obtendo pelo menos 3 exposições do objeto e 1 exposição de lâmpada de linhas de calibração. A flexão do instrumento é um fator crítico

para a calibração em comprimento de onda. Em seguida foi feita uma exposição em fenda larga do objeto. As exposições de "bias" e "flats" foram tomadas no início ou fim de cada noite, com 99 exposições de 1 s de "bias" e um número ímpar de exposições de "flat-field", em geral 11, pois utilizamos a mediana adequada para evitar que características isoladas sejam propagadas para a imagem combinada.

II.1.3 - Efeitos Instrumentais

O espectro que medimos é o espectro original da estrela convoluido com fatores instrumentais e a extinção atmosférica. Podemos equacionar este espectro da seguinte forma:

$$F(\lambda_i) = \int F_0(\lambda_i)\, A(\lambda_i)\, T(\lambda_i)\, S(\lambda_i)\, D(\lambda_i)\, d\lambda \qquad (6)$$

onde: F é o fluxo observado, F_0 é o fluxo da fonte no topo da atmosfera, A é a extinção atmosférica, T é a refletividade do telescópio, S é a eficiência do espectrógrafo e D é a resposta do detetor, no caso o CCD. Para se conhecer a real forma de F_0 é necessário medir F e todos os efeitos que F_0 sofre no caminho. Descontamos estes efeitos no processo de *redução de dados*. Podemos então escrever a equação (6) simplificada como:

$$F(\lambda_i) = \int F_0(\lambda_i)\, A(\lambda_i)\, Q(\lambda_i)\, d\lambda \qquad (7)$$

onde $Q(\lambda_i)$ é a eficiência quântica total, neste fator estão embutidos T, S e D.

II.1.4 – Efeitos Atmosféricos

Além da sua influência sobre a qualidade da imagem já discutida, a atmosfera produz um espalhamento de maneira diferenciada com relação ao comprimento de onda. Quanto mais próximo ao horizonte, mais atenuada será a radiação recebida. Além disso a atmosfera também provoca a refração diferencial do feixe com relação ao comprimento de onda observado.

Os efeitos de extinção atmosférica sobre as medidas de objetos podem ser expressos pela Lei de Bouger:

$$m_{\lambda,0} = m_{\lambda,z} - a_\lambda \sec(z) \quad (8)$$

onde $m_{\lambda,z}$ é a magnitude em λ para a distância zenital z, a_λ varia com o tempo e de sítio para sítio. Esta lei é acurada para z < 60º. Para encontrar a_λ, observamos várias padrões durante a noite em diferentes massas de ar, traçando uma reta de Bouger para cada comprimento de onda, onde graficamos sua magnitude em função da sec(z). Extrapolando a reta para sec(z)=0, equivalente a fora da atmosfera, encontramos o valor da magnitude que a padrão teria fora da atmosfera. Encontramos retas de Bouger para cada comprimento de onda, obtendo o coeficiente de extinção em cada comprimento de onda, determinando a magnitude da estrela fora da atmosfera:

$$m_\lambda = m_{\lambda,z} - a_\lambda (1+\sec(z))$$

Com a_λ conhecido, multiplicamos os fluxos da estrela de programa e da padrão por:

$$k_\lambda = 10^{0.4 a_\lambda (1+sec(z))} \quad (9)$$

Quando não temos padrões suficientes para traçar a reta de Bouger, usamos um coeficiente médio de extinção.

II.1.5 - Redução de Dados

O processo de se recuperar o espectro original descontando-se os efeitos atmosféricos e instrumentais chama-se redução de dados. O processo de redução é feito aproximadamente na ordem inversa da introdução do efeito. Antes de começar devemos organizar todas as imagens definindo as direções de dispersão (ao longo do comprimento de onda) e a direção espacial (perpendicular à região de dispersão). Em seguida eliminamos os efeitos introduzidos pelo próprio CCD e sua leitura. Podemos resumir este processo da seguinte maneira:

$$data_{ij} = \frac{data_{ij} - overscan - viés_{ij} - escuro_{ij}}{ganho_{ij}} \quad (10)$$

onde o escuro é adequado ao tempo de integração da imagem *data*. Não fizemos a correção de escuro porque os CCD's atuais apresentam uma maior tolerância à temperatura de forma que esta correção de escuro é desprezível. Após este

procedimento inicial fazemos as correções aditivas e multiplicativas necessárias. Posteriormente calibramos em comprimento de onda e em fluxo, de onde obtemos a imagem final após a correção de perdas na fenda, quando possível.

II.1.5.1 - Correções Aditivas

O valor de "overscan" resulta de um pedestal introduzido pela eletrônica de aquisição, podendo variar de exposição para exposição. Em primeira aproximação medimos a variação do "overscan" ao longo das colunas da imagem. Definidas as colunas de "overscan", subtraímos uma função constante (obtida do ajuste do "overscan") em toda a imagem. Teremos uma função diferente para cada imagem.

"BIAS", ou viés é o padrão médio do "ponto zero" eletrônico ao longo do CCD, variando de CCD para CCD. Supondo que o "bias" permaneça o mesmo ao longo de todas as exposições obtemos as imagens de "bias" com o cuidado para não entrar luz alguma no CCD. Como o "bias" é de baixo nível (0-5 contagens) necessitamos obter várias exposições para uma estatística razoável. Fazemos em geral 99 exposições. Após subtraímos as respectivas funções de "overscan" para cada imagem de "bias", geramos sua média, representando o efeito de viés do CCD. Subtraímos esta média de todas as imagens de objeto, padrões, lâmpada e "flat-field" corrigidas de seu nível de "overscan". O fundo de céu também é uma contribuição aditiva que separamos da imagem estelar, mediante a subtração de uma função correspondente (vide a seção II.1.5.3).

II.1.5.2 - Correções Multiplicativas

A eficiência quântica no CCD varia de pixel para pixel. Por outro lado, a sensibilidade do espectrógrafo varia com o comprimento de onda em escalas por demais pequenas para serem corrigidas pelo uso de tabelas de fluxos das estrelas padrões. Além disto temos também a diferença de eficiência do espectrógrafo como função da posição espacial ao longo da fenda ou variação de iluminação. As medidas de "flat-field" são feitas expondo o instrumento a uma iluminação o mais uniforme possível, por exemplo usando uma tela desfocalizada iluminada por uma lâmpada de filamento, sem a presença de linhas espectrais. Obtemos um número ímpar de exposições cuidando-se

para que cada uma não ultrapasse 10000 contagens, este procedimento é adequado para não termos problemas de linearidade e obtermos uma boa estatística de Poisson. Tomamos imagens de "flat-field" em fenda larga e estreita, pois apesar do "flat-field" ser bastante uniforme, as irregularidades na borda da fenda introduzem variações relativas que dependem da abertura da fenda. Separamos as imagens pela abertura da fenda, tempo de exposição e $\lambda_{central}$. Depois encontramos a mediana de todos os "flats" escalonados pela sua moda (melhor estatística para representar as flutuações significativas de intensidade). Normalizamos os "flats" medianos representativos de cada conjunto pelo seu ajuste na direção espacial, dividindo as imagens de objetos, lâmpadas e padrões pelo respectivo "flat" mediano normalizado, resultando em imagens prontas para serem extraídas.

II.1.5.3 - Extração do espectro

As imagens corrigidas pelos "flats", "bias" e "overscan", de objetos, padrões e lâmpadas de calibração são usadas para extração, onde teremos uma imagem unidimensional resultante. Trabalhando-se na região espacial, corrigimos o céu, ajustando uma função de baixa ordem em cada comprimento de onda na direção espacial. Definimos uma região de extração larga o suficiente para abranger o espectro do objeto de interesse e utilizamos uma função suave para descrever o traçado do espectro na imagem, cuidando-se para evitar regiões que contenham apenas céu. A extração da imagem se dá pela soma das colunas, gerando uma imagem unidimensional em unidades de contagens em função de pixel da direção de dispersão. No caso das lâmpadas, como o seu espectro ocupa toda a largura da imagem, extraímos uma faixa igual, cuja posição é definida pela janela de extração da imagem do objeto ou padrão correspondente. A largura para extração da lâmpada deve ser praticamente do tamanho da imagem, uma vez que o comprimento de onda varia ligeiramente ao longo das colunas.

A assinatura dos raios cósmicos na imagem é representada por um ou mais pixeis saturados, um rastro de pixeis com contagens elevadas, ou mesmo pixeis com número negativo de contagens. Se houver várias imagens do mesmo objeto, aparecerá esta

assinatura em apenas uma imagem para determinada posição. Para a remoção de raios cósmicos do ajuste de céu usamos pontos medianos e corrigimos manualmente os raios cósmicos incidentes no perfil estelar dos espectros extraídos interpolando o nível de intensidade na região afetada.

II.1.5.4 - Calibração em comprimento de onda

Obtemos a calibração em comprimento de onda, para os objetos de estudo e estrelas padrões. Primeiramente identificamos alguma seqüência de características no espectro da lâmpada, com a mesma série de características na carta de comparação. Ajustamos uma função correlacionando a posição dos pixeis na direção de dispersão com o comprimento de onda para cada exposição. Com estas funções em mãos, calibramos os objetos e as estrelas padrões, obtendo espectros em unidades de contagens em função de λ. O número de contagens será transformado em número de contagens em um dado intervalo de comprimento de onda. Geralmente as soluções de dispersão são bem descritas por polinômios de terceiro ou quarto grau. Após ajustar a primeira função posição $\times$ λ, com um polinômio de menor ordem possível, aumentamos a ordem e verificamos a evolução do resíduo quadrático médio (RMS). Estaremos com uma solução razoável quando a evolução do RMS com o aumento da ordem se estabilizar. Se a estabilização para um RMS baixo for lenta, possivelmente erramos na atribuição de comprimento de onda a uma ou mais linhas. Verificamos então se esta solução é satisfeita para várias das linhas observadas. Refinamos o ajuste final, variando a largura característica em pixeis do perfil das linhas da lâmpada, utilizada no cálculo da posição de seu centro, até obter um RMS mínimo. Ao final do procedimento calibramos o espectro de uma das lâmpadas com o polinômio obtido, de modo a verificar se a solução é satisfatória. Todos os espectros foram amostrados de forma a ter os mesmos $\lambda_{inicial}$, λ_{final}, e $\Delta\lambda$ com base na medida de maior $\lambda_{inicial}$, menor λ_{final} e menor $\Delta\lambda$.

II.1.5.5 - Calibração em fluxo

O último passo da redução é a calibração em fluxo, resultando um espectro em unidades de intensidade (erg s^{-1} cm^{-2} $Å^{-1}$) em função de λ (Å). Da literatura, temos tabelas de magnitudes monocromáticas de estrelas padrões em uma banda passante de 50 Å, considerando o fluxo médio nesta banda. Esta tabela é definida de tal forma que a magnitude da padrão primária Vega, em λ = 5556 Å , que vale 0.048 mag, corresponda a um fluxo de 3.52×10^{20} erg/cm^2/s/Hz, ou 3.44×10^{9} erg/cm^2/s/Å (veja por exemplo Gray (1992) para uma discussão mais detalhada). Atribuímos a cada intervalo de comprimento de onda contagens obtidas para a nossa padrão medida no mesmo intervalo. Podemos associar aos fótons detectados em um intervalo de tempo em um determinado intervalo de comprimento de onda, uma magnitude instrumental dada por:

$$m_\lambda = -2.5\log\left[\frac{N}{\Delta t\,\Delta\lambda}\right] + C \quad \text{(mag)} \qquad (11)$$

onde N é o número de contagens, obtido em um intervalo de tempo Δt em um intervalo de comprimento de onda $\Delta\lambda$ associado ao intervalo de pixeis considerado. Corrigimos a magnitude instrumental dos efeitos atmosféricos, como visto no sub-ítem II.1.4 pela equação (8). Obtemos a função de sensibilidade do detetor S_λ comparando as magnitudes instrumentais corrigidas de extinção (m^C_λ) com as teóricas tabeladas das padrões observadas durante a noite em cada banda de comprimento de onda (m_{BANDA}):

$$S_\lambda = m^C_\lambda - m_{BANDA} \quad \text{(mag)} \qquad (12)$$

Obtemos a média das curvas (S_λ) das várias estrelas padrões e ajustamos um polinômio de ordem alta o suficiente para descrever a sensibilidade em função do comprimento de onda, sem no entanto produzir um resultado artificial. A menor escala de variação dessa função deve ser comparável à maior escala de variação no "flat-field" normalizado. Por último, escalonamos nossos objetos com base na função de sensibilidade obtendo uma imagem final.

Para calibrar os objetos de programa, corrigimos suas respectivas magnitudes instrumentais dos efeitos atmosféricos ($m^C_{obj,\lambda}$) e aplicamos a função de sensibilidade a

esta magnitude corrigida, obtendo então suas respectivas magnitudes intrínsecas:

$$m_{obj,\lambda}(intrínseca) = S_{\lambda} + m^{C}_{obj,\lambda} \quad \text{(mag)} \tag{13}$$

Calibramos as padrões do mesmo modo. Comparando os fluxos com os dados tabelados da literatura, verificamos se a calibração foi satisfatória. Em geral, refinamos a curva de sensibilidade, de modo a evitar flutuações artificiais no contínuo das padrões.

II.1.5.6 - Procedimento de correção de perdas na fenda

Tais perdas podem representar tipicamente de 1/3 até 3/4 do fluxo e são impostas pela necessidade de preservarmos a resolução e estabilidade espectral. Calibramos em fluxo tanto os objetos em fenda larga como estreita utilizando a função de sensibilidade derivada no ítem anterior. Dividimos cada imagem de fenda larga, por sua imagem respectiva em fenda estreita associada, ajustando uma função de baixa ordem à razão. Multiplicamos então a função obtida pelos respectivos objetos em fenda estreita, tendo como resultado as imagens reduzidas. Este procedimento compensa em primeira aproximação os efeitos cromáticos introduzidos pela difração diferencial quando usamos uma fenda de abertura comparável ao “seeing”. O espectro final, pronto para ser analisado é resultado da média entre os espectros obtidos no mesmo dia, os quais foram reduzidos separadamente (fig. 10).

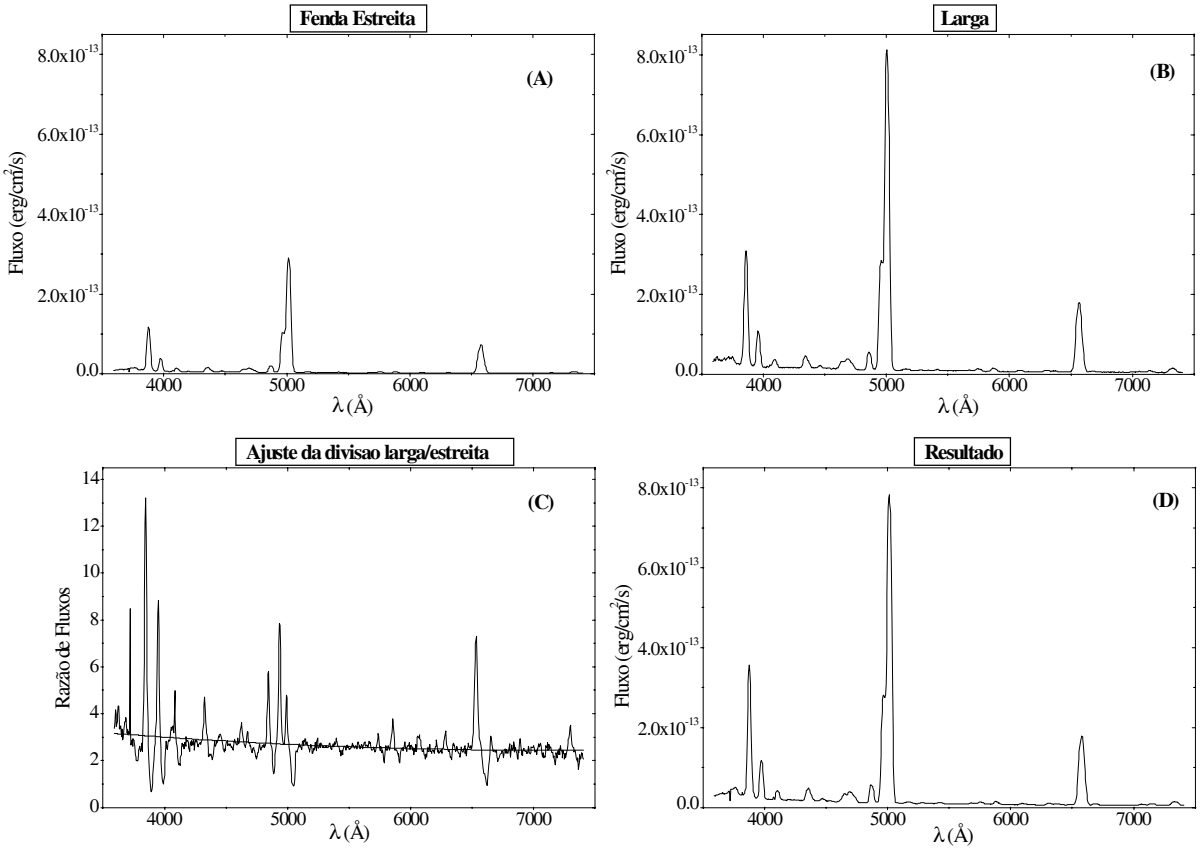

Fig. 10 – Correção de perdas na fenda. A é a imagem de fenda estreita, B mostra o espectro de fenda larga, C corresponde à sobreposição da imagem divisão entre B e A e o ajuste do contínuo desta imagem divisão, D é o espectro corrigido de perdas na fenda (imagem A multiplicada pelo ajuste em C).

II.2 - Espectroscopia Infravermelha (banda J)

II.2.1 - Instrumentação

A banda J é uma interessante região de comprimento de onda para exploração de novas recentes. A CAMIV, no LNA possibilitou uma primeira exploração desta faixa pela comunidade brasileira. Trata-se de um detetor do tipo HAWAII (Rockwell Sci.) de 1024 × 1024 pixels de 18.5 μm/pixel, refrigerado a 77 K e sensível na faixa de 0.8-2.4 μm. Os maiores problemas encontrados nesta região espectral estão relacionados à emissão térmica. A configuração instrumental é determinada fixando-se a banda em comprimento de onda a ser observada e os filtros a serem utilizados (tab. 9).

telescópio	1.6 m
espectrógrafo	Coudé
detetor	infravermelho
rede	300/IV
λc	1.13 μm,1.15 μm,1.21 μm,1.26 μm e 1.31 μm
Filtro	J (1.25 μm)
FWHM	2 Å

Tab. 9 - Configuração instrumental para o IV.

II.2.2 - Exposições e seqüência observacional para cada objeto

No infravermelho utilizamos a técnica do pontilhamento ou "dithering", para melhorar a subtração do céu nas imagens de objeto e compensar a presença de defeitos cosméticos do detetor. Procuramos expor pelo maior tempo possível (~70 s - 110 s) realizando a seguinte seqüência de observações para cada posição do ângulo da rede:

- todas as exposições do objeto (pontilhamento).
- 1 exposição de lâmpada de calibração em comprimento de onda (utilizamos a lâmpada de He-Ne-Ar).

Observamos uma estrela padrão (BD +25 46) com fenda larga, para calibração em fluxo. Ao final da noite fizemos os "flats" para cada posição da rede. Como no

óptico, evitamos ultrapassar de 10000 contagens além de um número ímpar de "flats" para cada conjunto.

II.2.3 - Efeitos Instrumentais e Atmosféricos

O processo de correção dos efeitos instrumentais no infravermelho engloba todos os efeitos vistos no óptico (ruído eletrônico, sensibilidade, etc), com a diferença de que no infravermelho os efeitos do ambiente, representados pelas imagens de escuro, tornam-se muito mais importantes, em compensação efeitos como "bias" são comparativamente pequenos. A atmosfera emite linhas de OH no infravermelho, ao mesmo tempo em que as moléculas de água presentes absorvem o espectro estelar. Para medir a contribuição do fundo, fizemos várias exposições do objeto em posições diferentes na fenda, obtendo-se a mediana destas imagens. Em seguida subtraiu-se de cada imagem individual a mediana obtida. Esta mediana estima o "céu" a ser subtraído na espectroscopia IV.

II.2.4 - Redução de Dados

O primeiro passo para a redução de dados no infravermelho é a correção de não linearidade referente ao total de contagens lidas pelo detetor. Faz-se uma transformação da seguinte forma:

$$ADU_{corr} = ADU_{bruto} + c(ADU_{bruto})^2 \qquad (15)$$

onde $c=3.4\times10^{-6}$, (Zodi, A. M. e Barboza, C. comunicação particular).

O ruído térmico no infravermelho é intenso. Por essa razão obtemos os "darks" com a fenda aberta, utilizando o filtro J para avaliar este ruído nesta banda. Obtemos também escuros evitando a passagem de radiação através do obturador, além de cuidar para que toda a instrumentação esteja fechada.

No processo de redução separamos cada imagem de escuro por banda e tempo de exposição correspondente, em cada banda obtivemos uma mediana dos "darks" correspondentes. Subtraímos esta mediana de todas as outras imagens: objetos, lâmpadas, padrões e "flats".

A correção de eficiência relativa do detetor bi-dimensional e iluminação é feita de forma similar ao procedimento no óptico. Obtemos a mediana dos "flats" corrigidos do escuro para cada banda diferente, normalizando-os pelo ajuste de um polinômio de Legendre de baixa ordem. Dividimos as imagens de objeto, lâmpada e padrão pelo "flat" normalizado das imagens de objeto e padrões corrigidas de "flat" e "dark". O "flat" normalizado é obtido pela divisão do mesmo por uma função de baixa ordem obtida pelo ajuste da própria imagem. Com isto tomamos a mediana para obtenção de uma imagem de céu correspondente a cada banda para o objeto e a padrão, subtraindo dos objetos e padrões suas respectivas imagens de céu.

A extração é uma parte crítica da redução pois o espectro de objeto deve primeiramente ser localizado na imagem. Para evidenciar a posição do espectro somamos todas as colunas da imagem. Definimos então a janela de extração, com uma certa largura, de modo a cobrir todo o espectro. Corrigimos o traçado apenas se a imagem for suficientemente brilhante, o que não foi o caso no objeto de estudo. Então temos finalmente uma imagem extraída com uma dimensão a menos do que a original. As imagens finais do objeto e padrão são obtidas fazendo-se a média dos respectivos conjuntos de imagens.

Para a calibração em comprimento de onda optamos por utilizar as próprias linhas de OH do céu, obtidas da mediana das imagens de objeto. Diferentemente das lâmpadas de calibração de He-Ar, o fluxo relativo das linhas de céu parece condizer com o mostrado no atlas de Lidman e Cuby, 1999. Ajustamos então um polinômio pixel-λ cúbico, aplicando esta solução de dispersão às imagens de objeto e padrão.

Não havia dados espectrais disponíveis na literatura sobre a padrão de fluxo observada (BD +25 46) na banda J. Em Pickles et al., 1998 encontramos espectros de "padrões compostas" de mesmo tipo espectral da BD, K1III, onde é fornecido o fluxo relativo em função do comprimento de onda. Transformamos este fluxo relativo para fluxo em unidades de erg/cm^2/s/Å com uma outra padrão K1III cujo fluxo na banda J é conhecido (Arcturus), pelos dados de Cohen et al., 1995. O último passo para a obtenção dos dados da BD +25 46 foi o escalonamento da distância desta com Arcturus, através da fórmula do módulo de distância utilizando as magnitudes destas duas estrelas

no visível. Tendo-se o fluxo aproximado tabelado, ajustamos a função de sensibilidade ao nosso instrumento, aplicando-a depois ao nosso objeto. As perdas na fenda foram estimadas de forma aproximada, pois não foram feitas exposições do objeto com fenda larga. Estimamos que a correção de perdas na fenda representa fator 4 em fluxo. Da mesma forma que no óptico, tomamos a média entre várias imagens do mesmo objeto na mesma banda se houver para obter a imagem final. É importante salientar que a calibração em fluxo é bastante grosseira e erros de até 0.7 magnitudes podem estar presentes na escala de fluxo.