REA/BRASIL

REDE DE ASTRONOMIA OBSERVACIONAL BRASIL

REPORTE Nº 11

DEZEMBRO / 2003

EDITORIAL

Esta edição se apresenta num momento histórico para todos da REA, a comemoração de seus 15 anos de atividade. Na maioria das edições anteriores sempre dissemos que aquela edição seria a melhor, bem... este ano não será diferente, esta edição é realmente excepcional. E isto é um bom sinal, visto que representa a evolução que passamos nestes 15 anos.

Nesta edição o destaque é para os eclipses lunares totais deste ano, por falta de tempo apresentamos apenas os resultados do eclipse de 15-16 de maio. O eclipse de novembro ficará para a próxima edição, infelizmente.

E no destaque deste ano, Helio Vital apresenta os resultados obtidos no eclipse lunar total de 15-16 de maio 2003. O artigo sobre a luminosidade do eclipse foi referenciado em publicação da revista Sky & Telescope através dos maiores especialistas na área.

Tasso Napoleão nos apresenta dois trabalhos inéditos. Em parceria com Rogerio Marcon, este desenvolveu um espectroscópio e os resultados estão apresentados. Excelente trabalho que a que se saiba, inédito a nível de hemisfério sul. Além disso, o trabalho de fotometria da variável de período ultra-curto KZ Hya apresenta uma profundidade de redução ainda não experimentada nestas páginas.

Cristovão Jacques (REA/CEAMIG) apresenta técnicas de observação de asteróides utilizadas rotineiramente nos trabalhos desenvolvidos por aquele centro de pesquisa.

Alexandre Amorim apresenta resultados observacionais do cometa C/2002Y1, um trabalho em parceria sobre observações visuais de X Cygni e Avelino A. Alves fala sobre o mínimo de algunas binárias eclipsantes.

E finalizando, José Carlos Diniz nos apresenta sua experiencia na construção de um heliostato e mostra praticamente como se faz. William Souza mostra de maneira simples como o amador pode utilizar a capacidade de uma camera digital a serviço de imagens astronômicas.

Bem, só tenho a desejar a todos boa

O Editor

EXPEDIENTE

O Reporte nº 11 é uma publicação da REA/ Brasil - Rede de Astronomia Observacional - Brasil, entidade amadora de âmbito brasileiro, que inclue com muita honra também associados de nossos países-vizinhos na América do Sul e de Portugal.

Os Reportes são distribuídos aos associados da REA/Brasil e a diversas entidades astronômicas amadoras e profissionais, no Brasil, Portugal e países latino-americanos.

A comunicação entre os membros é feita através e exclusivamente pela Internet por meio de uma lista eletrônica denominada REANET.

Membros do conselho da REA :

Adriano Aubert Silva Barros (Maceió) Antonio Coêlho (Brasilia) Antonio Padilla Filho (Rio de Janeiro) Avelino Alves (Florianopolis) Carlos Colesanti (São Paulo) Claudio Brasil Leitão Jr (São Paulo) Cristóvão Jacques (Belo Horizonte) Edvaldo José Trevisan (São Paulo) Frederico Funari (São Paulo) Helio de Carvalho Vital (Rio de Janeiro) Luiz Henrique Duczmal (Belo Horizonte) Marco De Bellis (Rio de Janeiro) Nelson Falsarella (São José do Rio Preto) Paulo Roberto Moser (Valinhos) Tasso Augusto Napoleão (São Paulo) **Diretor executivo da REA:** José Carlos Diniz (Rio de Janeiro) Webmaster e editor dos Reportes: Edvaldo José Trevisan (São Paulo) Administrador da REANET: Willian Souza (São Paulo) CAPA: Eclipse Lunar Total de 8-9 de Novembro de 2003. Autor: José Carlos Diniz Instrumento: Celestron C-8, montagem Great Polaris

Instrumento: Celestron C-8, montagem Great Polaris Camera Nikon F2, filme Royal Gold 400, exposição 15 segundos Local: Rio de Janeiro, RJ - Brasil

leitura.

DIMENSÕES DA UMBRA DURANTE O ECLIPSE LUNAR TOTAL DE 15-16 DE MAIO DE 2003

ABSTRACT

This work analyzes 214 timings of limb and midcrater contacts performed by 15 Brazilian observers, most of them members of the Brazilian Observational Astronomy Network (REA/Brasil) during the total eclipse of the Moon on May 15-16, 2003. The analysis has determined the parameters that define the dimensions of the umbra as well as of the optically-active component of Earth's atmosphere, such as their radii and flattening. In addition, the time-dependence of those parameters has also been investigated.

RESUMO

Este trabalho analisa 214 cronometragens de contatos da umbra terrestre com crateras e limbo lunares realizadas por 15 observadores brasileiros, a maioria deles membros da Rede de Astronomia Observacional (REA/Brasil), durante o eclipse lunar total de 15-16 de maio de 2003. A análise fornece os parâmetros que definem as dimensões da umbra e da camada opticamente ativa da atmosfera terrestre, tais quais raio e achatamento, sugerindo explicações para o comportamento que exibiram durante o evento.

I - INTRODUÇÃO

Em 1702, Pierre de La Hire descobriu que seus cálculos, os quais se baseavam nas dimensões da parte sólida da Terra, subestimavam em cerca de 2% o raio da sombra terrestre observada sobre a Lua eclipsada. Ele atribuiu a diferença à influência da atmosfera terrestre. Desde então, vários cientistas têm monitorado as dimensões da sombra terrestre para estudar as causas de suas variações de um eclipse para outro. Atualmente, simulações computacionais, as quais investigam as trajetórias dos fótons refratados para o interior do cone de sombra da Terra, não somente explicam, como também reproduzem com boa precisão alguns parâmetros médios que descrevem as dimensões observadas da umbra. Contudo, os cálculos não permitem

Helio de Carvalho Vital - REA/RJ

ainda prever as dimensões exatas da sombra, as quais parecem depender das concentrações de aerossóis estratosféricos e da espessura da camada de ozônio ao longo do limbo terrestre, dentre outros fatores.¹

Uma forma de "medir" a umbra é cronometrar os instantes em que sua borda toca o limbo lunar ou cruza o centro das formações ou crateras mais facilmente identificáveis da superfície da Lua. Contudo, essa tarefa apresenta um certo grau de dificuldade, pois a borda umbral localiza-se dentro de uma região de transição gradual de luz entre o final da penumbra (cinza) e a parte mais interna e escura da sombra (a umbra). Em virtude disso, a borda umbral mostra-se geralmente pouco definida e até mesmo difusa. Para identificá-la, o observador, deve usar aumentos telescópicos entre 40x e 60x e esforçar-se por visualizá-la ao longo do disco lunar, como a linha imaginária onde a iluminação parece variar de forma mais abrupta. Em seguida, deve registrar, com precisão mínima de 0,1 minuto, os instantes em que ela cruza o centro das principais crateras ou tangencia, interna ou externamente o limbo lunar.

Astrônomos brasileiros tiveram uma excelente oportunidade para determinar as dimensões da umbra na noite de 15 para 16 de maio de 2003, quando o disco lunar cruzou a metade norte da sombra terrestre num eclipse lunar total não central. As circunstâncias previstas para esse evento e as sugestões de atividades para sua monitoração sistemática haviam sido previamente divulgadas num projeto² da Rede de Astronomia Observacional Brasileira (REA/Brasil). Além de outras atividades sugeridas para investigação do brilho do eclipse e descritas detalhadamente num outro artigo³ desta publicação, constavam a cronometragem de limbo e crateras.

II - OBSERVAÇÕES

Munidos de telescópios refletores com aberturas entre 11 e 20 cm (em maioria) e usando aumentos entre 40 e 60 vezes, 15 observadores, experientes na observação desse tipo de evento, e organizados em duplas ou individualmente, submeteram⁴ à coordenação da seção de eclipses lunissolares da REA/ Brasil 230 cronometragens. Desse total, 214 (93%) foram selecionadas, por situarem-se dentro de ambos os níveis de tolerância estatística adotados: ± 2 desviospadrões e ± 1 minuto. O autor agradece a todos os participantes pela fundamental contribuição.

A **Tabela 1** fornece o número de cronometragens de contatos de imersões e emersões selecionadas, enquanto a **Tabela 2** lista os tempos médios cronometrados para todos os contatos observados, dentre outros parâmetros.

Tabela 1 - Cronometragens de Limbo e Crateras

Observador	Inic.	Cronom	etragens
		Inersie	Emersões
Alexandre Amorim	AA	09	11
Antonio Rosa Campos	ARC	19	21
Carlos Alberto Colesanti*	C&T	02	01
Diego Moicano Gonçalves **	M&P	11	10
Edvaldo José Trevisan	EJT	14	01
Fábio Plocos Carvalho**	M&P	11	10
Frederico Luiz Funari***	F&N	11	-
Helio de Carvalho Vital	HCV	25	26
Marilena Mollaco****	M&F	07	11
Nelson Falsarella****	M&F	07	11
Newton Ferreira Funari***	F&N	11	-
Raquel Yumi Shida	RYS	10	02
Rosely Gregio	RG	01	-
Tasso Augusto Napoleão*	C&T	02	01
Willian Carlos de Souza	WCS	22	-
Total Geral (*duplas)	214	131	83

Na **Tabela 2**, os caracteres superescritos, seguintes aos nomes das formações lunares, informam se o contato é de imersão (**I**) ou emersão (**E**). As colunas 3, 4 e 5 fornecem respectivamente: a dispersão dos tempos cronometrados (1 σ -desvio-padrão); o número de cronometragens (N) e o ângulo umbral, expresso em graus. O ângulo umbral é aquele, subtendido no centro da sombra, entre o ponto do contato e o ponto Leste (ou Oeste), sendo negativo quando o contato ocorre ao Sul.

Aproximadamente 1/3 dos observadores relataram observação negativa do eclipse, em virtude da presença de forte nebulosidade durante todo o evento. Além disso, alguns participantes não registraram as emersões devido a condições climáticas desfavoráveis após a totalidade. Em conseqüência disso, o número de imersões cronometradas foi superior ao de emersões e o número total de cronometragens aproximou-se apenas da metade do recorde obtido pela REA para esse mesmo tipo de campanha. Tabela 2 - Tempos Médios Observados para Contatos

	-		• •	
Contato c/ Formação	TU (humus)	Erro (σ)	N	Ang. Umb
T UI Maçau	(1.11.13)	(± s)		0 10 0
I ycho ~	4:47:58,8	19,8	2	-1,00
Stevinus A ²	3:11:06,0	-		-0,4/
Campanus-	4:38:51,3	3,1	2	+3,78
U4 DiaE	5:17:05,3	26,8	4	+4,25
Birt ²	4:45:58,0	-		+5,06
Goclenius ²²	5:09:02,0	14,1	2	+7,25
Langrenus ²²	5:13:20,0	18,0	2	+7,37
Billy	4:26:42,0	-	1	+10,00
Censorinus	3:02:19,0	-	1	+11,37
Taruntius	3:06:14,0	4,2	2	+13,37
Dionysius	4:54:00,5	2,1	2	+13,69
Grimaldi ²²	4:18:49,8	36,8	4	+14,28
M.Crisium ²	3:06:43,7	73,2	3	+17,40
Proclus	3:02:47,3	7,8	2	+18,03
Plinius	4:53:22,0	22,0	2	+18,70
C opernicus ^E	4:32:17,5	42,2	6	+18,91
Kepler ^E	4:24:23,5	43,3	4	+19,14
M anilius ^E	4:46:00,0	20,8	3	+19,27
Menelaus ^E	4:49:06,3	12,4	3	+19,58
Pytheas ^E	4:29:10,5	7,8	2	+23,59
Tim ocharis ^E	4:30:39,0	42,2	2	+26,02
Aristarchus	4:16:11,0	17,6	4	+26,86
Eudoxus ^E	4:36:14,0	21,4	5	+32,26
Pico ^E	4:25:48,5	2,1	2	+34,13
Aristoteles ^E	4:33:34,6	23,7	5	+34,67
Plato ^E	4:23:23,0	20,7	5	+36,59
Tycho ^I	2:18:40,4	40,3	8	+37,64
U 3	4:06:22,5	26,8	6	+38,79
C am panus ^I	2:14:49,0	1,4	2	+43,06
U1	2:03:06,6	43,5	7	+43,41
Birt ^I	2:23:17,0	-	1	+44,33
Goclenius ^I	2:48:48,0	3,5	2	+46,66
Langrenus ^I	2:54:07,4	13,8	5	+46,78
Billy ^I	2:10:15,0	49,9	4	+49,39
C ensorinus ^I	2:18:14,0	25,5	2	+51,16
T aruntius ^I	2:54:48,0	14,0	3	+52,99
Dionysius ^I	2:43:00,7	10,1	3	+53,23
Grim aldi ^I	2:08:47,8	40,5	5	+53,46
Riccioli ^I	2:09:00,0	-	1	+54,60
M. Crisium ^I	3:01:54,6	18,0	7	+56,81
Proclus ^I	2:58:49,3	18,4	6	+57,70
Copernicus ^I	2:29:04,0	28,7	9	+57,88
Plinius ^I	2:50:16,8	6,7	4	+58,30
Kepler ^I	2:22:12,3	24,5	4	+58,32
M anilius ^I	2:43:46,8	19,8	5	+58,57
M enel aus ^I	2:47:23,0	24,3	4	+59,01
P ythe as ^I	2:34:54,3	25,5	6	+63,00
Tim ocharis ^I	2:40:54,3	43,8	4	+65,29
Aristarchus ^I	2:28:05,3	13,9	8	+65,64
Eudoxus ^I	2:59:44,3	16,5	6	+71,61
PicoI	2:53:22,0	10,6	3	+73,58
Aristoteles ^I	3:02:31,5	15,7	6	+74,12
Laplace ^I	2:49:02,5	3,5	2	+74,49
P1ato ^I	2:56:25,9	18,1	7	+75,82
U 2	3:14:26,1	46,3	7	+78,44

III-CÁLCULOS

Todos os cálculos apresentados neste trabalho foram realizados usando um conjunto de programas desenvolvidos pelo autor para previsão e análise de contatos durante eclipses lunares. Os programas têm sido extensivamente testados e aperfeiçoados desde as campanhas de observação dos 2 eclipses lunares de 1992 e, desde então, têm permitido à seção de eclipses realizar previsões⁵ para elaboração de projetos de observação e analisar⁶ as mais de 1500 cronometragens de contatos obtidas pela REA.

As correlações para cálculo das posições e diâmetros geocêntricos do Sol (e, conseqüentemente, da sombra terrestre, diametralmente oposta a ele) e da Lua, além da paralaxe lunar, correspondem às sugeridas por Meeus⁷ e foram aperfeiçoadas para que reproduzam as efemérides oficiais⁸⁻⁹ com erros inferiores a 0,1". O cálculo das posições aparentes geocêntricas de formações lunares inclui fórmulas criadas por Link¹⁰ e Meeus¹¹, enquanto o raio teórico da umbra baseia-se em modelos descritos por Soulsby¹².

Após o cômputo dos parâmetros citados anteriormente, os programas simulam o desenvolvimento do eclipse, predizendo os tempos dos contatos para 6 diferentes modelos de umbra, e para quaisquer valores de ampliação e achatamento da umbra, ou da paralaxe lunar escolhidos pelo usuário. Nas análises de cronometragens, o programa fornece o fator de ampliação da umbra ou da paralaxe lunar e o achatamento umbral, de acordo com os diferentes modelos de simulação do raio umbral.

Cálculo do Raio Umbral.

Considerações geométricas simples permitem deduzir que o raio teórico da umbra terrestre durante eclipses lunares pode ser aproximado por:

$$\mathbf{R}_{c} = \boldsymbol{\alpha}_{U} \left(\boldsymbol{\pi}_{L} + \boldsymbol{\pi}_{S} - \mathbf{R}_{S} \right) \qquad \text{Eq.1}$$

Onde:

 $\mathbf{p}_{\mathbf{L}}$ = Paralaxe horizontal equatorial da Lua;

 \mathbf{p}_{s} = Paralaxe horizontal equatorial do Sol;

Rs = Semi-diâmetro geocêntrico do Sol;

 \mathbf{a}_{U} = Fator que difere de 1 devido à influência da atmosfera da Terra (°1,02)

No entanto, considerando-se que a forma geóide da Terra precisa ser levada em consideração no valor do cálculo da paralaxe lunar, e que o contato com cada cratera ocorre sob uma configuração geométrica específica, modelos com diferentes graus de sofisticação para a representação dos parâmetros $\boldsymbol{\alpha}_{L}$ e $\boldsymbol{\alpha}_{S}$ podem ser usados para o cálculo de **Rc**, tal que:

$$\mathbf{R}_{c} = \mathbf{a}_{U} \left(\mathbf{a}_{L} \mathbf{p}_{L} + \mathbf{p}_{S} - \mathbf{a}_{S} \mathbf{R}_{S} \right)$$
 Eq.2

Uma representação simples e freqüentemente usada para previsão dos tempos aproximados de contatos considera os seguintes valores: $\alpha_{\rm U}$ = 1,020, $\alpha_{\rm L}$ = 0,99833 (para converter a paralaxe equatorial em média) e $\alpha_{\rm s}$ = 1. As diferenças entre as previsões dos diferentes modelos são geralmente pequenas (da ordem de alguns segundos de tempo) e passam despercebidas em virtude do arredondamento para o minuto mais próximo. Além disso, são freqüentemente de difícil determinação na prática, em virtude do elevado erro estatístico, de alguns décimos de minuto, normalmente associado com as cronometragens.

Ressalta-se que, quando não haja qualquer menção em contrário, deve ser considerado o uso do achatamento igual ao do geóide (1/298,2) e do modelo de Meeus (cujas previsões coincidem com as de Soulsby, sendo ambos de maior complexidade).

IV - ANÁLISES

Fatores de Ampliação e Achatamento de Conjuntos de Cronometragens Individuais. Os conjuntos de cronometragens foram analisados separadamente para determinação dos fatores de ampliação e achatamento da umbra associados às observações de observadores individuais ou em dupla.

A **Tabela 3** resume esses resultados, obtidos segundo o modelo de Meeus para o raio teórico da umbra, considerando-se um valor de achatamento igual ao do geóide (1/298,2). Os fatores de ampliação da umbra relativos às imersões e emersões e suas respectivas médias, ponderadas no número de cronometragens, encontram-se listados na terceira e quinta colunas, respectivamente. Eles são definidos como a percentagem (FAU) que deve ser somada ao raio calculado da umbra (\mathbf{R}_c) para reproduzir o raio observado (\mathbf{R}_o), tal que:

FAU (%) = $(R_{\rm c} - R_{\rm o})/R_{\rm c} \ge 100$ ou $(\alpha_{\rm U} - 1) \ge 100$ Eq.3

onde, $\alpha_{\rm U}$ é definido na Eq.1, ${\rm FAU}_{\rm I}$ refere-se aos fatores de ampliação umbral das imersões e ${\rm FAU}_{\rm E}$ aos das emersões.

A **Tabela 3** também lista os valores de achatamento da umbra deduzidos a partir de cada

conjunto de cronometragens. A definição de achatamento (γ) usada é dada pela Eq. __:

$$\gamma = (\mathbf{R}_{\rm E} - \mathbf{R}_{\rm P}) / \mathbf{R}_{\rm E}$$
 Eq.4

Tabela 3 - Fatores de Ampliação e Achatamento UmbralObtidos de Conjuntos de Cronometragens

Iniciais	FAU (%)	1/Achat _r	FAUr (%)	1/Achat _E
AA	1,82±0,14	=162<34	1,42±0,11	=0<92
ARC	1,90±0,13	=240<45	2,00±0,06	=83<41
C&T	2,58±0,57	-	2,15±0,57	-
M&P	1,88±0,18	=0<94	1,37±0,11	=410<52
EJT	1,85±0,08	=138<41	2,15±0,31	-
F&N	1,84±0,12	=64<33	-	-
HCV	1,71±0,05	=118<67	1,96±0,06	=56<36
M&F	2,21±0,29	-	1,27±0,23	=210<29
RYS	2,19±0,11	>189=53	1,94±0,23	-
RG	0,64±0,90	-	-	-
WCS	1,86±0,12	=183<47	-	-
Média	$1,88\pm0,05$	1/121	$1,74\pm0,12$	1/135

Verifica-se que o reduzido número de cronometragens associadas a cada conjunto não permite que sejam determinados valores estatisticamente confiáveis para o achatamento na maioria dos casos. Conseqüentemente, observa-se uma grande dispersão nos resultados. Na Tabela 3, além do valor mais provável ("="), são também fornecidos os limites inferiores ou superiores ("<" ou ">") para o recíproco do achatamento $(1/\gamma)$, correspondentes aos limites de $\pm 2 \sigma$ (= 95%). Observa-se a predominância de valores médios para o recíproco do achatamento na faixa de 1/180 a 1/80.

As incertezas associadas às médias: \pm 0,05% e \pm 0,12%, para as imersões e emersões, respectivamente, estão diretamente relacionadas com a dificuldade que os diferentes observadores encontraram para identificar borda da umbra. Aparentemente, a cronometragem das emersões exigiu um maior esforço por parte dos observadores. Esse fato poderia estar relacionado com uma menor definição da borda umbral ou com uma maior dificuldade dos observadores na identificação dos contatos durante as emersões.

Fatores de Ampliação Segundo Diferentes Modelos. As análises seguintes baseiam-se nos tempos médios dos contatos, fornecidos na Tabela 2. A Tabela 4 lista os fatores de ampliação umbral calculados usando-se 4 diferentes representações para o raio da umbra. A mais simples dela, já mencionada anteriormente e designada AA, é freqüentemente usada, inclusive no Astronomical Almanac para previsão dos tempos aproximados de contatos. A segunda, denominada **Vital** neste trabalho, refere-se ao modelo do autor, de complexidade intermediária no cálculo da paralaxe lunar. Finalmente, **Meeus** e **Soulsby** referem-se aos sofisticados modelos propostos por esses dois pesquisadores. Todos os cálculos da Tab. 4 baseiam-se no achatamento do geóide (1/298,2).

O valor médio do fator de ampliação umbral encontrado (1,82±0,02) coincide, dentro do erro a ele associado, com aquele obtido pelo autor em suas análises de outros eclipses. Além disso, uma ótima concordância entre os resultados dos diferentes modelos é observada, excetuando-se o mais simples deles (**AA**).

Tabela 4 - Fatores de Ampliação Umbral Médios Determinados Usando-se Diferentes Modelos para a Umbra.

Modelo	FAUI	FAU _E	FAU
AA	1,855±0,031	1,941±0,044	1,888±0,026
Vital	1,887±0,021	1,716±0,032	1,821±0,018
Meeus	1,878±0,022	1,734±0,033	1,822±0,018
Soulsby	1,878±0,022	1,734±0,033	1,822±0,018

Fatores de Ampliação da Umbra e da Paralaxe para Diferentes Valores de Achatamento Umbral. A Tabela 5 lista os fatores de ampliação da umbra terrestre e da paralaxe lunar calculados segundo o modelo de *Meeus* (imersões, emersões e totais) e usando-se 3 diferentes valores de achatamento da umbra.

Tabela 5 - Fatores de Ampliação da Umbra e da Paralaxe para Diferentes Valores de Achatamento Umbral Calculados pelo Modelo de Meeus.

Simulação	FAU _i	FAU _e	FAU
Umb/298,2	1,878±0,022	1,734±0,033	1,822±0,018
Umb/221,5	1,981±0,021	1,756±0,032	1,893±0,018
Umb/147,0	2,183±0,021	1,797±0,032	2,033±0,018
Pat/298,2	1,398±0,016	1,292±0,024	1,357±0,014
Pat/221,5	1,474±0,016	1,308±0,024	1,410±0,013
Pat/147,0	1,624±0,016	1,339±0,024	1,513±0,013

Observa-se da tabela que os fatores de ampliação crescem com o aumento do achatamento. Isso se explica pelo fato de que o raio médio calculado diminui quando se utiliza um valor maior para o achatamento da umbra, sendo essa variação dependente do ângulo umbral do contato. Enquanto aqueles relativos a contatos que ocorrem próximos a 0º não se alteram significativamente, outros, associados a contatos com ângulos próximos a 90º, podem sofrer variações consideráveis. Com a diminuição do raio médio calculado, um fator de correção da umbra mais elevado faz-se necessário, de forma a reproduzir o raio observado. Por sua vez, o raio observado corresponde à distância angular aparente entre o centro da sombra terrestre e o centro da cratera (formação ou limbo) determinado para o instante médio observado para o contato.

Os três valores de achatamento usados 1/298,2, 1/221,5 e 1/147 foram selecionados por corresponderem respectivamente: à forma do geóide, à projeção da forma geóide da sombra terrestre sobre a superfície esférica da Lua que, segundo Meeus, é dada por:

$$\frac{1/[1-R_{\rm s}^{\prime}/({\rm p_L}+{\rm p_s})]x(1/298,2)}{\rm Eq.5} = 1,346/$$

e, finalmente, ao valor médio encontrado neste trabalho para o achatamento da umbra.

A Tabela 5 também fornece o fator de ampliação da paralaxe lunar necessário para reproduzir o valor observado do raio da umbra. O uso da ampliação da paralaxe lunar é na verdade mais justificável do que o uso do fator de ampliação umbral, o qual incide também, de forma indevida, sobre as componentes relativas à paralaxe solar e ao raio do Sol. A atmosfera opticamente ativa da Terra poderia, nesse caso, ser visualizada como uma extensão do raio da Terra. Obviamente, quando o fator de ampliação da paralaxe for usado, o fator de ampliação umbral deve ser igualado a 1,0.

Variação do Raio Umbral Durante o Eclipse. A Tabela 6 lista os valores do raio umbral (expressos em graus) e os fatores de ampliação umbral (para os achatamentos 1/298 e 1/147), deduzidos a partir dos contatos observados durante o eclipse.

O valor médio do raio umbral foi igual a $(0,7925 \pm 0,0024)^{\circ}$ durante as imersões e a $(0,7938 \pm 0,0032)^{\circ}$ nas emersões. A diferença é, contudo, insuficiente para ser considerada significativa, considerando-se os erros associados. Comparando-se a terceira e quarta colunas, observam-se diferenças mais acentuadas entre os fatores de ampliação umbral calculados usando-se diferentes achatamentos para contatos com ângulo umbral mais próximos de 90 graus.

Visto que durante o eclipse ocorrem pequenas variações na distância Terra-Lua que poderiam alterar os resultados, investigou-se também essa possibilidade. No caso do eclipse em estudo, a paralaxe lunar responde por 79,3% do raio da umbra, em comparação com 20,5% do raio solar e apenas 0,2% da paralaxe solar. No decorrer de todo eclipse, a variação da paralaxe lunar foi inferior a 0,05%, e a do raio solar,

Tabela 6 - Raio e Fatores de Ampliação Umbral para Contatos (**g**= 1/298 e 1/147)

Contatos ($g = 1/298 \text{ e} 1/147$)			
Evento	R _n Umb (°)	(0-C)/C % (1/298)	(0-C)/C % (1/147)
T ycho ^E	0,7931	1,666	1,666
Stevinus A ^E	0,7962	2,195	2,195
C am panus ^E	0,7942	1,773	1,774
Ū4	0,7868	1,322	1,324
Birt ^E	0,7947	1,757	1,760
Goclenius ^E	0,7979	2,304	2,311
L angrenus ^E	0,7927	1,772	1,779
B illy ^E	0,7959	2,097	2,109
C ensorinus ^E	0,7981	2,255	2,272
T aruntius ^E	0,7967	2,179	2,202
Dionysius ^E	0,7973	2,085	2,109
Grim al di ^E	0,7910	1,637	1,663
M.Crisium ^E	0,7927	1,794	1,832
Proclus ^E	0,7976	2,323	2,363
Plinius ^E	0,7984	2,280	2,324
C opernicus ^E	0,7928	1,540	1,584
K epler ^E	0,7915	1,467	1,512
M anilius ^E	0,7949	1,800	1,846
M enel aus ^E	0,7969	2,069	2,117
P y the as ^E	0,7953	1,911	1,979
Tim ocharis ^E	0,7941	1,784	1,865
Aristarchus ^E	0,7874	1,080	1,166
Eudoxus ^E	0,7917	1,622	1,742
Pico ^E	0,7934	1,856	1,989
A ristoteles ^E	0,7915	1,659	1,795
Plato ^E	0,7903	1,513	1,662
Tycho ^I	0,7967	2,218	2,376
U3	0,7898	1,835	2,002
Campanus ^I	0,7946	1,949	2,146
U1	0,7889	1,697	1,897
Birt ^I	0,7951	1,940	2,146
Goclenius ^I	0,7945	2,013	2,236
Langrenus ^I	0,7894	1,503	1,727
Billy ^I	0,7936	1,958	2,202
Censorinus ^I	0,7910	1,505	1,760
T aruntius ^I	0,7939	1,989	2,259
Dionysius ^I	0,7917	1,544	1,814
Grim al di ^I	0,7934	2,128	2,402
Riccioli ^I	0,7916	1,968	2,250
M. Crisium ^I	0,7902	1,678	1,974
Proclus ^I	0,7909	1,667	1,969
C opernicus ^I	0,7981	2,422	2,726
P1inius ^I	0,7928	1,763	2,068
Kepler ^I	0,7933	1,893	2,199
M anilius ^I	0,7945	1,947	2,255
M enelaus ^I	0,7944	1,948	2,258
P y the as ^I	0,7932	1,856	2,191
Tim ocharis ^I	0,7942	2,003	2,352
Aristarchus ^I	0,7939	2,118	2,471
Eudoxus ^I	0,7907	1,695	2,076
Pico ^I	0,7915	1,808	2,198
Aristoteles ^I	0,7895	1,605	1,996
L aplace ^I	0,7908	1,768	2,161
Plato ¹	0,7905	1,733	2,131
U2	0.7876	1,759	2.167

relativamente insignificante. Para evitar que mesmo essa pequena variação alterasse os valores de ampliação da umbra calculados, o raio umbral usado nos cálculos foi dividido pelo valor instantâneo da paralaxe lunar (\equiv 1,022°), de forma a não ser afetado significativamente (Δ <0,01%) pela variação da distância Terra-Lua.

Variação do Raio Umbral com o

Ângulo Umbral. A Figura 1 ilustra a variação do raio umbral (dividido pela paralaxe lunar) em função do ângulo umbral. Os círculos amarelos e a curva em azul correspondem às emersões enquanto os círculos e a curva em vermelho correspondem às imersões. As curvas traçadas foram ajustadas aos pontos pelo método dos mínimos quadrados. A curva em verde, ajustada a todos os pontos simultaneamente, corresponde à um ajuste parabólico, enquanto as demais resultam de ajustes lineares. O gráfico mostra nitidamente que:

1. A dispersão dos pontos é relativamente grande;

2. As imersões ocorreram em ângulos umbrais maiores que as emersões, sendo o ângulo umbral médio igual a 58º nas imersões e a apenas 18º nas emersões;

3. O raio umbral médio mostra-se ligeiramente menor nas imersões que nas emersões;

4. O raio umbral parece decrescer com o aumento do ângulo umbral, exibindo sua curva aproximadamente a mesma declividade, tanto nas imersões como nas emersões;

5. Nota-se uma diferença de aproximadamente 0,002 entre os segmentos de reta ajustados, de tal maneira que, para um mesmo valor do ângulo umbral, os valores do raio umbral obtidos a partir das imersões seriam maiores que aqueles extrapolados a partir das emersões.

6. A declividade média do ajuste parabólico parece ser menor que aquela dos ajustes para as imersões ou emersões, considerados isoladamente.

A fraca confiabilidade estatística, oriunda da grande dispersão dos pontos, é provavelmente a responsável pelos comportamentos descritos nos itens 5 e 6. Por outro lado, as observações 3 e 4 são relevantes, porque, como já explicado anteriormente, o raio da umbra terrestre é menor em ângulos umbrais mais elevados (correspondentes à projeção das regiões mais próximos aos polos terrestres). Por conseguinte, as curvas da Fig. 1 não somente mostram que a Terra é aproximadamente esférica, como também indicam que

Figura 1 - Variação do Raio Umbral com o Ângulo Umbral



ela é levemente achatada. No item seguinte, é determinado o valor mais provável do achatamento da umbra.

Cálculo do Achatamento Umbral. A

análise dos conjuntos individuais de cronometragens forneceu uma estimativa do valor mais provável do achatamento da umbra (Método I). Um outro método é o cálculo direto que o programa de análise de cronometragens realiza. A **Tabela 7** resume os resultados. Os valores máximos e mínimos correspondem aos limites dos intervalos de $\pm 2\sigma$ (= 95% de chance de inclusão).

 Tabela 7 - Valores de Achatamento Umbral (II-Programa)

Achatamento	Mínimo	Médio	Máximo
Imersões	1/254	1/136	1/93
E mer sões	1/186	1/89	1/58
G er al	1/233	1/120	1/81

Um método ainda mais rigoroso para determinar o valor mais provável para o achatamento da umbra é usar as equações das curvas ajustadas, ilustradas no gráfico da Fig. 1, para cálculo dos valores do raio umbral em 0° (correspondente ao Equador) e 90° (correspondente ao polo). Os resultados correspondentes às análises das 3 curvas, adicionados aos dos dois outros métodos usados anteriormente estão resumidos na **Tabela 8**.

O valor 1/115 (método III) foi obtido a partir da curva azul (somente emersões). O valor 1/155 (método VI) foi obtido usando-se a equação da curva

_ Tabela 8 - E	bela 8 - Estimativas do Achatamento Umbral		
Método	1/Mín.	1/Médio	1/Máx.
I	240	128	56
П	233	120	81
IΠ	-	115	-
IV	-	146	-
V	-	178	-
VI	-	155	-
Média	-	147	-
Erro		0,24x1/147	7
1σ	194	147	118
2σ	285	147	99
3σ	540	147	85

verde, enquanto o de 1/178 (método V) resultou de um ajuste linear a todos os pontos. No entanto, o método mais preciso parece ser o IV. Ele consistiu em combinar resultados das curvas azul e vermelha. O valor do raio para 90 graus foi obtido da curva das imersões e usado em conjunto com o valor do raio para 0 grau, obtido das emersões. A Tabela 8 informa que o valor mais representativo do achatamento da umbra durante todo o eclipse tem cerca de 68% de chance (assumindo-se uma distribuição Gaussiana) de estar entre 1/194 e 1/118 e 95% de chance de estar entre 1/285 e 1/99, sendo seu valor mais provável igual a 1/147. Nota-se que a descontinuidade, notada nos valores ajustados do raio umbral durante a totalidade, aparentemente reduziu a variação total desse parâmetro durante o eclipse, considerando-se que as fases parciais parecem indicar declividades compatíveis com um valor de achatamento médio em torno de 1/120 (em concordância com o cálculo do programa).

Reprodução dos Instantes dos Contatos. A **Tabela 9** lista as previsões para os contatos, usando-se o modelo de Meeus e fator de ampliação umbral e achatamento iguais a 2,033% (vide Tabela 5) e 1/147, respectivamente.

Observa-se um desvio médio de ± 0.2 minuto entre os instantes calculados e os cronometrados para os contatos. Os maiores desvios foram observados para os seguintes contatos: fim da fase umbral parcial (U4) (observado 1,2 minutos antes) e para as imersões e emersões das seguintes crateras: Copernicus; Aristarchus e Tycho. É provável que o brilho intenso dessas crateras, combinado com suas dimensões mais acentuadas, tenham dificultado a identificação do contato. A cratera Grimaldi, a qual localiza-se próximo ao limbo e também é extensa, também apresentou desvio maior.

DimensõesdaCamadaOpticamente Ativa da Atmosfera.A espessura

Tabela 9 - Reprodução dos Tempos de Contato

	TT (0)		
Evento	10(0)	10(0)	Δt
	(h:m:s)	(h:m:s)	1/147
Tycho ^E	4:47:58,8	4:48:16,6	+17,8
Stevinus A ^E	5:11:06,0	5:11:23,7	+17,7
C am panus ^E	4:38:51,3	4:38:52,0	+0,7
11.4	5.17.053	5.18.15.8	+70 5
BirtE	4.45.58.0	4.45.53.5	-4.5
Goslenius ^E	5.00.02.0	5.08.47.6	111
I on gronus ^E	5.12.20.0	5.12.22.2	± 12.2
	4.26.42.0	A.26.20 A	26
Billy-	4.20.42,0	4.20.36,4	-2,0
Censorinus-	5:02:19,0	5:02:00,2	-12,0
laruntus ²	5:06:14,0	5:06:04,9	-9,1
Dionysius	4:54:00,5	4:53:56,4	-4,1
Grimaldi ^E	4:18:49,8	4:19:10,8	+21,0
M. Crisium E	5:06:43,7	5:06:55,9	+12,2
Proclus ^E	5:02:47,5	5:02:28,6	-18,9
P linius ^E	4:53:22,0	4:53:05,0	-17,0
C opernicus ^E	4:32:17,5	4:32:44,0	+26,5
K epler ^E	4:24:23,5	4:24:54,4	+30,9
M anilius ^E	4:46:00.0	4:46:11.2	+11.2
M en el aus ^E	4:49:06.3	4:49:01.4	-4.9
PytheasE	4.29.10.5	4.29.13.8	+33
Tim ocharis ^E	4.30.30 0	4.30.400	+10 0
AristorshusE	4.56.55,0	4.50.42,2	+57.7
EndowneE	4.10.11,0	4.17.00,7	+ 21 0
	4.30.14,0	4.30.32,9	721,9
Pico ²	4:20:48,0	4:20:01,6	+3,1
Aristoteles ^E	4:33:34,6	4:33:53,5	+19,9
Plato≞	4:23:23,0	4:23:53,4	+30,4
Tychol	2:18:40,4	2:18:57,0	+16,6
U 3	4:06:22,5	4:06:25,3	+2,8
Cam panus ^I	2:14:49,0	2:14:48,1	-0,9
U 1	2:03:06,6	2:03:00,0	-6,6
B irt ^I	2:23:17,0	2:23:15,9	-1,1
G oclenius ^I	2:48:48,0	2:48:58,0	+10,0
Langrenus ^I	2:54:07.4	2:53:51.6	-15.8
B illy ^I	2:10:15.0	2:10:24.3	-9.3
Censorinus ^I	2.48.14.0	2.47.59.3	-14 7
Taruntius ^I	2.54.48.0	2.55.00 7	+12.7
Dionweinel	2.24.40,0	2.55.00.5	12,7
Crim oldil	2.45.00,7	2.42.40,0	+20.7
Dissisti	2.00.47,0	2.09.08,5	+ 1 4 2
M Caisian I	2:09:00,0	2:9:14,5	+14,5
M. Crisium -	3:01:54,6	3:1:51,5	+3,1
Proclus-	2:58:49,3	2:58:45,8	-3,2
Copernicus ¹	2:29:04,0	2:29:44,8	+40,8
Plinius	2:50:16,8	2:50:19,0	+2,2
Kepler	2:22:12,3	2:22:22,1	+9,8
M anilius ^I	2:43:46,8	2:44:00,0	+13,2
M enelaus ^I	2:47:23,0	2:47:36,5	+13,5
P ytheas ^I	2:34:54,3	2:35:04,3	+10,0
Tim ocharis ^I	2:40:54,3	2:41:15,3	+21,0
Aristarchus ^I	2:28:05,3	2:28:34,3	+29,0
Eudoxus ^I	2:59:44.3	2:59:47.5	+3.2
Pico ^I	2:53:22.0	2:53:34.8	+12.8
Aristoteles	3.02.31.5	3.02.28.6	-2 0
Lanlaca	2.40.02.51,5	2.40.126	+10 1
Distal	2.42.02,2	2.42.12,0	+8 0
	2.14.24.1	2.14.200	±11 0
02	3:14:20,I	0,82:41:20	, דודן

opticamente ativa da atmosfera terrestre, responsável pela ampliação da umbra pode ser facilmente calculada, a partir do valor de achatamento umbral mais provável, obtido das cronometragens e igual a 1/147. Contudo, em virtude da distorção que a umbra sofre ao se projetar sobre a superfície lunar, esse valor não corresponderá ao da atmosfera terrestre. Ele precisará ser corrigido usando-se o fator da Eq. 5, tal que:

Usando-se o programa para análise de cronometragens, obtém-se o novo valor da ampliação da paralaxe lunar para esse valor de achatamento: $(1,434\pm0,013)$ %, em consistência com os valores da Tabela 5. Logo, a espessura H_{Eq} da camada no Equador será dada por:

 $H_{Eq} = \alpha_{\pi} \ge R_{eq} = 0,01434 \ge 6378 \text{ km} = 91,5 \pm 0,8 \text{ km}$ Eq.7

Enquanto que a espessura nos polos será dada por:

 $H_p = 91,5 - (6378+92)/198 = 58,8 \pm 3,7 \text{ km}$ Eq.8

Com relação à parte sólida da Terra, sabe-se que a diferença entre o raio equatorial e o polar é de 21,4 km. Ao compará-la com o da atmosfera, igual a 32,7 km, conclui-se que a última apresenta um diferencial em altitude que excede em cerca de 11 km o do geóide.

IV - CONCLUSÕES

Como parte de uma campanha observacional, 214 cronometragens de contatos de limbo e crateras realizadas por observadores brasileiros foram analisadas para determinação das dimensões da umbra terrestre durante o eclipse lunar total de 8-9 de 2003.

Foram determinados os fatores de ampliação da umbra e da paralaxe lunar usando-se diferentes valores de achatamento e segundo vários modelos de representação da umbra. O valor médio para o fator de ampliação da umbra pela atmosfera terrestre foi de 1,82 \pm 0,02%, enquanto o achatamento médio da umbra situou-se entre 1/118 e 1/194, sendo 1/147 o valor mais provável (cerca do dobro do da Terra). Daí concluise que o achatamento da camada da atmosfera terrestre capaz de contribuir para a sombra do planeta é igual a 1/198, sendo cerca de 50% maior que o da superfície da Terra. Conclui-se também que a espessura da camada atmosférica opticamente ativa da Terra é igual a 91,5 \pm 0,1 km no Equador, reduzindo-se para 58,8 \pm 3,7 km nos polos.

As análises também mostram a clara dependência do raio da umbra em relação ao ângulo

umbral, uma conseqüência direta da forma achatada da Terra. Como exemplo, a adoção do achatamento igual a 1/147 para representação da umbra exigiria a adoção de um fator de ampliação umbral igual a 2,03% para melhor reproduzir os tempos dos contatos.

Finalmente, ressalta-se a necessidade de padronização desse tipo de análise, tendo em vista que a freqüente adoção do valor 1/298 para o achatamento da umbra é claramente inadequada, podendo acarretar reduções nos fatores de ampliação com o aumento do ângulo umbral.

V - REFERÊNCIAS

[1] Karkoschka, E. Earth's Swollen Shadow. Sky and Telescope, v. 92, no 3, pp. 98-100, Sep. 1996

[2] Vital, H. C.; Projeto de Observação Eletrônico do Eclipse Lunar Total de 15-16 de Maio de 2003, http://www.geocities.com/lunissolar2003.

[3] Vital, H. C., A Luminosidade do Eclipse Lunar Total de 15-16 de Maio de 2003. Publicação Anual (Reporte) da REA XI, Dez. 2003.

[4] Lista Eletrônica da REA: reanet@yahoogrupos.com.br

[5] Vital, H. C., **Previsões para os Próximos Eclipses Lunares Observáveis no Brasil. Publicação Anual (Reporte) da REA N°5**, pp. 18-20, Dez. 1992.

[6] Vital, H. C., Eclipse Lunar Total de 09-10/12/1992. Publicação Anual (Reporte) da REA Ano VI, pp. 16-17, Dez. 1993.

[7] Meeus, J.; Astronomical Formulae for Calculators, Willmann-Bell, Inc., 2nd Ed., 1982.

[8] Espenak, F.; NASA/GSFC ; Páginas Eletrônicas da NASA sobre Eclipses Solares e Lunares em: http://sunearth.gsfc.nasa.gov/eclipse/eclipse.html

[9] Espenak, F.; Fifty Year Canon of Lunar Eclipses: 1986-2035, NASA, no 1216, 1989.

[10] Link, F.; Eclipse Phenomena in Astronomy. New York: Springer-Verlag, 1996.

[11] Meeus, J., Astronomical Tables of the Sun, Moon and Planets, Willmann-Bell, Inc., 1983.

[12] Soulsby, B., **Improved Lunar Eclipse Ephemerides**, Journal of the British Astronomical Association v. 100, no 6, pp. 293-305, 1990.

Espectroscopia de ETA CARINAE no Evento de 2003

Tasso Napoleão, Rogério Marcon e Carlos Colesanti - REA/SP

1 – Introdução.

Desde as experiências pioneiras do padre italiano Angelo Secchi, em meados do século XIX, o aperfeiçoamento das técnicas de espectroscopia revolucionou a astronomia tradicional, sendo geralmente considerada como a maior responsável para a criação e o desenvolvimento da ciência da Astrofísica tal como a conhecemos hoje.

No entanto, e ao contrário de outras técnicas observacionais (como por exemplo a astrometria ou a fotometria) a espectroscopia foi durante um século e meio um terreno reservado exclusivamente às atividades de pesquisa profissionais, nos grandes observatórios mantidos pelas Universidades em todo o mundo. Até meados da década de 1990, os astrônomos amadores mantiveram-se praticamente ausentes deste campo da astronomia observacional. A complexidade maior no projeto e na construção do instrumental necessário, bem como certa necessidade de um domínio mais aprofundado da base teórica e dos fenômenos astrofísicos envolvidos nessa técnica, eram frequentemente apontados como as principais barreiras para a penetração dos amadores no campo da espectroscopia.

Assim, somente há cerca de dez anos os primeiros experimentos amadores em espectroscopia foram iniciados, por um pequeno grupo na França. O grupo era liderado por Christian Buil, um conhecido especialista na construção e operação de câmeras CCDs em astronomia amadora. Após os primeiros anos de aprendizado, este grupo passou a colaborar intensivamente com os profissionais daquele país, trabalhando atualmente em colaboração com pesquisadores profissionais no Observatório de Pic du Midi, nos Alpes Franceses, usando um telescópio de 60 cm de abertura acoplado a um espectrógrafo construído pelo próprio grupo.

O trabalho de Buil e seus colaboradores tem sido uma inspiração para a maior parte dos amadores que se aventuraram neste campo nos anos recentes. Mesmo assim, entretanto, não passa de uma dúzia o número de espectroscopistas amadores em todo o mundo, concentrados em poucos países do chamado Primeiro Mundo, como a França, Inglaterra, Alemanha e Estados Unidos. A nosso nível de conhecimento, portanto, nenhum em todo o Hemisfério Sul.

Em inícios do ano de 2003, um pequeno grupo de associados da REA resolveu aceitar o desafio de iniciar um núcleo de projetos de espectrometria. Na prática, isso significava duas atividades imediatas:

(1) Projetar e construir um espectrógrafo apropriado para utilização amadora, e

(2) Definir e desenvolver projetos observacionais de interesse científico e que estivessem ao alcance das limitações desse novo instrumental.

A liderança do grupo passou a ser partilhada por dois dos autores, cada um deles se concentrando em uma dessas duas necessidades básicas do programa: a primeira delas coube a Rogério Marcon, de Campinas, SP, e segunda a Tasso Napoleão, de São Paulo, SP. Essa divisão de tarefas idealizada permitia assim maximizar a experiência e o conhecimento adquirido previamente por esses dois astronomos amadores naquelas áreas específicas. Aos dois juntouse, desde o início, um terceiro membro: Carlos Colesanti, proprietário do Observatório Orion, em Mairinque, SP, cuja colaboração foi inestimável para a consecução do projeto. Este grupo passou a ser conhecido como o Grupo de Espectroscopia da REA, que estará sempre aberto para novos participantes. O presente artigo pretende descrever as etapas desse projeto pioneiro e resumir nossos resultados com o primeiro projeto de espectroscopia levado a cabo por amadores no Hemisfério Sul: o monitoramento do evento espectroscópico periódico em Eta Carinae, descoberto pelo astrônomo brasileiro Augusto Damineli em meados da década de 1990.

2 – Eta Carinae – um breve histórico.

Certamente não há nenhum astrônomo - profissional ou amador - do Hemisfério Sul que não tenha observado visualmente Eta Car ao menos uma vez. Imersa na grande nebulosa NGC 3372, a estrela é um dos objetos mais conhecidos dos céus austrais, e a imprevisibilidade das suas variações de magnitude visual é famosa. Historicamente, desde seu descobrimento por Halley em 1677, dispomos de registros bem documentados desses eventos. Ainda no século XVIII, ela atingiu magnitude 2 no ano de 1730, caindo para mag 4 em 1782. O século XIX presenciou os eventos mais dramáticos: Eta Car atingiu a magnitude 2 novamente por volta de 1801, caindo novamente para mag 4 em 1811. A partir de 1820, Eta Car abrilhantouse subitamente, atingindo mag 2 no ano de 1822 e chegando a magnitude 1 em 1827, e caindo logo em seguida novamente para mag 2 por um período de cinco anos. A partir daí, aumentou espetacularmente de brilho, até atingir a magnitude -0.8 em abril de 1843. Ou seja, ela era mais brilhante que Canopus, e só perdia para Sirius em todo o céu ! O declinio posterior foi lento: ela passou pela mag 6 no ano de 1868, e nos 130 anos seguintes mostrou apenas pequenas oscilações, na faixa de 6.2 a 6.5 mag. O último abrilhantamento, mais gradual e suave, ocorreu entre 1996 e 1997, ocasião em que ela atingiu magnitudes em torno de 5.2 - situação esta que persiste até o momento. A grande erupção do século XIX parece ainda ter sido responsável pela formação da Nebulosa do Homúnculo, familiar a todos os que já visualizaram Eta Car com telescópios de porte médio (é a pequena nebulosa em forma de halteres que circunda a estrela). Até o presente, não parece existir nenhuma periodicidade entre essas erupções visuais. Já quanto ao comportamento espectroscópico da estrela, como veremos a seguir, a situação é bem diferente.

3 - O evento espectroscópico.

Há muito sabemos que Eta Carinae é uma das mais massivas e luminosas estrelas de nossa Galáxia - talvez mesmo a mais luminosa entre todas elas. Até poucos anos atrás, entretanto, o consenso dos modelos teóricos sobre Eta Car apontava para uma estrela isolada e com massa extremamente alta: acima de 100 - 150 massas solares, ou seja, próxima, *ou mesmo superior*, ao limite de Eddington – o limite teórico de estabilidade estelar. O destino irreversível de uma estrela como essa é o de explodir como uma supernova tipo II, e muitos acreditam que isto se dará dentro de um intervalo de poucos milhares de anos. Este destino ainda é possível. Mas desde o ano de 2000, outra interpretação vem ganhando força. Para entender isto, temos de retroceder até 1996, quando o astronomo brasileiro Augusto Damineli publicou, no Astronomical Journal, um paper hoje famoso intitulado "O Ciclo de 5.52 anos de Eta Carinae". Neste artigo, Damineli relatava o descobrimento, com base em suas medições espectroscópicas feitas em 1992-93, de um evento espectroscópico cíclico e peculiar: mais ou menos a cada 2020 dias, algumas linhas de emissão do espectro de Eta Carinae enfraqueciam rapidamente, chegando mesmo a desaparecer (em alguns casos, em uma semana apenas). Posteriormente, as linhas se recuperavam, voltando à sua intensidade normal. Damineli interpretou (corretamente) esses "apagões" no espectro como um evento periódico, e previu sua repetição em Janeiro de 1998 - o que realmente ocorreu, e de forma surpreendentemente precisa.

Com os dados dos dois eventos, Damineli publicou, no ano de 2000, outro paper - este denominado "Eta Carinae: binariedade confirmada", em que interpretava a periodicidade dos eventos espectroscópicos através de um modelo de sistema binário para Eta Car, com cada uma das componentes tendo entre 60 e 70 massas solares e gerando assim "ventos estelares" fortíssimos. Até inícios de 2003, apesar de o modelo de Damineli encontrar crescente aceitação na comunidade astronômica, não se podia ainda dizer que ele era aceito universalmente: alguns pesquisadores ainda defendiam teorias baseadas em uma única estrela supermassiva. Um teste significativo e talvez decisivo era esperado para junho de 2003, quando, segundo as previsões do astrônomo brasileiro, novo evento espectroscópico deveria ocorrer.

4 – O espectro de Eta Carinae.

Nas épocas distantes das datas dos eventos, o espectro de Eta Carinae apresenta muitas linhas fortes de emissão, correspondendo a estados de alta excitação. Entre outras, estão presentes várias linhas de HeI, de [NII] e de [NeIII], além das linhas de hidrogênio ionizado. Este estado costuma ser geralmente referido como "*high state*".

No entanto, nas épocas dos eventos (ou seja, a cada 5.52 anos), as linhas de alta excitação se enfraquecem e podem mesmo desaparecer. Eta Carinae mostra nessas situações um espectro dominado por linhas de baixa excitação, como as linhas de emissão de hidrogênio e de FeII. Este estado costuma ser referido como "*low state*".

Parece ser claro que as linhas de alta excitação não vêm diretamente da fotosfera ou

cromosfera da estrela central (ou estrelas centrais), mas sim da região que circunda Eta Carinae – exatamente aquela nebulosa em forma de halteres ejetada nas grandes erupções do século XIX e conhecida como "Nebulosa do Homúnculo".

Como já vimos, no modelo de Damineli, Eta Carinae seria composta por um sistema binário. Suas componentes estariam imersas no Homúnculo, separadas entre si por uma distância aproximadamente equivalente à distância entre o Sol e Jupiter. Neste caso, as estrelas seguiriam órbitas excêntricas, sendo que o periastro se daria a cada 5.52 anos. Ambas as estrelas possuiriam fortes ventos estelares. A componente maior seria mais fria (cerca de 15 000 K) e a menor, mais quente (cerca de 30 000 K). Os eventos se dariam sempre que a secundária, em sua órbita de 5.52 anos, se aproxima do periastro e se choca com o denso vento estelar da primária, provocando o enfraquecimento das linhas de alta excitação e transformando o espectro de Eta Car no "low state". O choque dos ventos provocaria ainda um aquecimento do gás a temperaturas da ordem de 63 milhões de graus Kelvin, detetável através de observações em raios-X como um aumento intenso do fluxo, seguido de uma queda brusca. Já os modelos de pulsação baseados em uma estrela única supermassiva, defendidos por outros pesquisadores, atribuiriam as variações do espectro a fatores como instabilidades ou ejeções de massa da estrela, do tipo que costuma ocorrer em variáveis S Doradus, por exemplo.

Uma forma de decidir a controvérsia sobre os dois modelos seria, portanto, identificar, por meio da espectroscopia, se o evento se daria precisamente no período previsto de 2020 dias, ou se, ao contrário, ele pode ocorrer "atrasado" ou "adiantado" por um intervalo de tempo significativo em relação às previsões - por exemplo, alguns meses a mais ou a menos, em relação ao predito pelo modelo de Damineli. A ocorrência de períodos muito precisos entre dois eventos consecutivos tornaria difícil sustentar a hipótese de que os eventos são causados pela pulsação de uma só estrela supermassiva. Visando a essa confirmação final, um intenso e complexo programa internacional foi montado para a observação do evento previsto para fins de junho de 2003, envolvendo diversos observatórios profissionais: o Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) no Brasil, além de observatórios na Austrália, Chile, Argentina, do Hubble Space Telescope, e de satélites em R-X como o Chandra e o RXTE.

5 – Construção do espectrógrafo e trabalhos observacionais.

Já em meados de janeiro de 2003, estava muito claro para o pequeno e recém-formado Grupo de Espectroscopia da REA que Eta Carinae deveria se constituir no nosso primeiro objetivo. Além do óbvio interesse científico do projeto, tínhamos duas razões evidentes para colocá-lo como prioritário: A proximidade do início do evento espectroscópico da estrela, que tinha seu ápice previsto para a segunda quinzena de junho; e o fato de que, por sua localização austral, Eta Carinae estaria inacessível a qualquer dos grupos amadores de espectroscopia existentes – todos eles situados no hemisfério Norte.

Mas isso significava também um cronograma apertadíssimo: precisaríamos construir o espectrógrafo, testá-lo, estabelecer sua escala de comprimentos de onda, e calibrá-lo com estrelas de padrão conhecido... e, paralelamente, estudar o espectro de Eta Carinae e determinar as faixas espectrais ideais, nas quais o evento pudesse ser acompanhado com nosso instrumental durante todo o período previsto. Na realidade, teríamos de completar tudo em pouco mais de dois meses. Isto porque já havíamos programado para fins de março uma viagem ao Norte do Chile, aonde havíamos alugado, por uma semana, um observatório municipal (Observatorio Cerro Mamalluca), que possui um telescópio Meade LX-200 de 305 mm de abertura, exatamente idêntico ao existente em Mairingue. Pretendíamos assim fazer os primeiros testes do espectrógrafo no Chile, para aproveitar os céus da região - sabidamente os melhores do mundo - e posteriormente continuar as tomadas de espectros no Brasil.

De imediato, Marcon se dedicou às tarefas do projeto e construção do instrumento, e em fins de março (dois meses apenas) o espectrógrafo já estava pronto para ser testado. O espectrógrafo foi construído em torno do elemento óptico dispersivo, no caso uma rede de difração. Observe-se que, nos primórdios da espectroscopia, usava-se um prisma de vidro, mas com a técnica de gravação de finíssimas linhas paralelas em uma superfície metálica, as redes tomaram o espaço dos prismas, sobretudo por terem muito maior poder de resolução.

Neste instrumento em particular, foi utilizada uma rede de difração comercial com 1200 linhas por milímetro, gravadas ao longo de quatro centímetros de uma placa plana de vidro coberta com uma fina camada de alumínio. A imagem da estrela é captada pelo telescópio e, após passar por uma fenda estreita, é colhida por uma lente colimadora com 190 mm de distância focal. Esta luz é então analisada pelo conjunto redecolimador. Uma objetiva de máquina fotográfica com 90 mm de distância focal se encarrega de formar a imagem do espectro sobre o CCD astronômico (o detetor eletrônico que substitui as antigas chapas fotográficas e que transfere a imagem espectral para o computador após um determinado tempo de " coleta " dos fótons do espectro).

O projeto do instrumento indicava que seria possível obter separações de dois comprimentos de onda adjacentes da ordem de 1 Angstrom, o suficiente para separar as linhas de emissão desejadas em Eta Carinae e fazer as medidas necessárias.

Paralelamente, Tasso (com o valioso auxílio do próprio Dr. Damineli) analisou os dados dos eventos anteriores e selecionou a partir deles duas regiões espectrais, cobrindo linhas de emissão específicas, para nosso monitoramento de Eta Carinae. A primeira delas incluía uma linha de HeI em 6678 Angstrom; a segunda compreendia as linhas de [NII] em 5755 Angstrom, e de HeI em 5874 Angstrom, próxima daquela ultima. Esperava-se (caso as previsões do modelo de binariedade de Damineli se confirmassem) que essas três linhas apresentassem atenuação significativa em sua intensidade, enfraquecendo-se ou mesmo desaparecendo à medida que o ápice do evento se aproximasse.

Nossos primeiros testes com o instrumento foram feitos, como planejamos, no Observatório Cerro Mamalluca, na noite de 31 de março para 01 de abril. O espectrógrafo recém-construído, que levamos do Brasil, foi acoplado ao telescópio Meade LX-200 e a uma camera CCD "SBIG" ST7E, sendo esta a mesma configuração instrumental que usaríamos posteriormente em todo o projeto. Inicialmente, as indispensáveis calibrações foram efetuadas, usando-se estrelas brilhantes de padrões conhecidos e lâmpadas de calibração de mercúrio e argônio. Os espectros brutos foram reduzidos no dia seguinte, usando-se dois excelentes softwares desenvolvidos por dois membros do grupo francês já mencionado (IRIS, de Christian Buil, e VisualSpec, de Valérie Desnoux), ambos disponíveis gratuitamente na Internet. Com auxílio desses softwares, determinamos os perfis espectrais de cada região e pudemos comprovar

que a dispersão do instrumento era realmente da ordem de um Angstrom por pixel, sendo portanto perfeita para o acompanhamento das linhas de emissão selecionadas. Estas foram sem duvida boas notícias.

Porém ficou claro que também que o tempo de integração necessário para obtermos espectros



Funcionamento do Espectrógrafo:

A imagem do objeto a ser estudado produzida pelo telescópio A forma-se sobre a fenda removível B que permite ser substituída por um orifício cuja imagem é desviada pelo espelho móvel C para um conjunto de lentes I formadora da imagem para a ocular J por meio da qual o observador pode alinhar o telescópio e acertar a focalização da estrela no plano da fenda. Uma vez feito este trabalho, o espelho C é levantado e a luz que atravessa a fenda inside sobre a lente D, um dubleto acromático extraído de um binóculo. Este dubleto atua como colimador e o feixe paralelo inside sobre uma rede de difração E com 3x3 cm e 1200 linhas por milímetro. A luz difratada inside sobre a objetiva G de 90 mm de máquina fotográfica (Tanron) que forma a imagem do espectro sobre o CCD H, uma câmera SBIG ST-7E.

Por meio do parafuso micrométrico F previamente calibrado, podese escolher a faixa espectral a ser estudada inclinando-se suavemente a a rede de difração.

As partes mecânicas foram usinadas pelo autor em torno mecânico e fresadora (Router) em chapas de acrílico (Plexiglass) de 10 mm de espessura. O revestimento externo é em alumínio de 1,5mm anodizado.

razoáveis (ou seja, com boa relação sinal-ruído) de Eta Carinae seria mais do que o dobro daquele que imaginávamos. Decidimos então fazer três exposições sequenciais de 10 minutos cada para cada região espectral, mantendo a estrela na fenda com o uso da técnica de guiagem manual tão usada pelos astrofotógrafos, e somando as imagens digitalmente no processamento posterior. Chegamos assim ao tempo total



Figura B: Setup usado para os espectros de Eta Carinae: Vê-se o espectrógrafo acoplado ao telescópio Meade LX-200 do Observatório Orion de Mairinque e à câmara CCD SBIG ST-7E.

de integração de 30 minutos, que era o necessário para obtermos bons perfis espectrais. Na noite de 03 para 04 de abril, finalmente, pudemos iniciar a obtenção dos espectros de Eta Carinae. Nesta época, o espectro ainda se apresentava no "*high state*", em que as linhas de emissão escolhidas mostravam alta intensidade. À medida que a data prevista para o ápice do evento se aproximava e que novos espectros (agora no Observatório de Mairinque) eram obtidos nos meses subsequentes, pudemos registrar distintamente a transição do "*high state*" para o "*low state*" - ou seja, o enfraquecimento das linhas de emissão que selecionamos. Um sumário desses nossos resultados é apresentado a seguir.

6 – Perfis espectrais e resultados obtidos.

Dentro de nossas limitações instrumentais, os perfis espectrais que obtivemos indicaram que o evento realmente se deu exatamente como previsto pelo modelo de Damineli, com as linhas observadas atingindo um forte atenuamento, que parece ter se tornado mais intenso em fins de junho de 2003 - época em que as linhas de HeI 6678, [NII] 5755 e HeI 5874 se tornaram extremamente fracas. Alguns desses perfis espectrais podem ser vistos em conjunto, nas Figuras de 1 a 4.

As Figuras 1 e 2

correspondem à primeira região espectral escolhida e demonstram o comportamento da linha de HeI 6678 A, em três ocasiões: 03 de abril de 2003 (*high state*), 11 de junho de 2003 e 26 de junho de 2003 (*low state*). Nos três casos, o setup instrumental e os tempos de integração foram os mesmos já mencionados, assim como os softwares usados na redução dos dados.

Note-se que a figura 1 tem apenas objetivos estéticos. Nela, vê-se o espectro sintético

(processado) obtido nas três ocasiões acima. A linha de emissão saturada, à esquerda da imagem, é a linha Balmer de Hidrogênio-Alfa em 6563 A. Mesmo nessa representação com fins estéticos, é perfeitamente perceptível a evolução temporal da intensidade da linha de emissão de HeI 6678, a meio caminho entre o extremo esquerdo e o centro.

Já a figura 2, ao contrário, é mais representativa: trata-se dos perfis espectrais da região considerada (calibrada através do VisualSpec para os comprimentos de onda respectivos), nas três datas mencionadas. Claramente nesta

Figura 1: Eta Car - Região espectral 6526 - 6900 Angstrom

Abril 03, 2003 Junho 11, 2003 Junho 26, 2003

Figura 2: Perfis espectrais H-alfa + HeI 6678 A



figura pode-se notar a queda de intensidade da linha de HeI 6678 desde o "*high state*" em 03 de abril (curva rosa) para o "*low state*" em 11 de junho (curva azul) e em 26 de junho (curva verde). Nessa ultima ocasião, por sinal, quase confundindo-se com o contínuo.

Já as Figuras 3 e 4 demonstram o comportamento da segunda região espectral escolhida, incluindo as linhas de [NII] 5755 e HeI 5874, nas mesmas datas mencionadas nos parágrafos anteriores. O equipamento, condições operacionais e processamento foram também idênticos.



Na Figura 3 – obtida da mesma forma que Figura 1 e também incluída aqui por motivos estéticos - percebe-se visualmente o desvanecimento progressivo de ambas essas linhas, vistas respectivamente no centro, e a meio caminho entre o centro e a extrema direita.

Finalmente, a Figura 4 demonstra a evolução dos perfis espectrais (calibrados de forma idêntica à da Figura 2) das linhas de [NII] 5755 e HeI 5874. É evidente o enfraquecimento de ambas as linhas desde o *high state* em Abril 03 (curva rosa) até o *low state* em Junho 11 (curva verde) e em Junho 26 (curva azul).

Em nossa interpretação, ficou evidente por nossos dados que o registro do evento espectroscópico de Eta Carinae pode ser perfeitamente feito com equipamento amador, apesar de todas as limitações instrumentais e de custo inerentes. A nosso nível de conhecimento, a observação amadora deste evento foi um passo pioneiro, e é apenas uma demonstração das imensas possibilidades que a espectroscopia amadora nos oferece.

O instrumento construído tem ainda algumas pequenas limitações a serem corrigidas, sobretudo com a substituição de suas lentes por um conjunto de espelhos curvos que serão imunes à variação

> de foco quando se muda a faixa espectral a ser estudada. Nosso próximo passo é realizar estas modificações e tornar o instrumento , ainda que modesto, suficiente para coleta de informações que possam contribuir com o trabalho de pesquisa profissional. Paralelamente, novos projetos de espectroscopia estarão sendo desenvolvidos no segundo semestre de 2003, envolvendo estrelas específicas de interesse de conjunto amadores e profissionais, tais como estrelas Be e Wolf-Rayet austrais. Aliás, a intensificação da colaboração entre os pesquisadores profissionais e os astrônomos amadores que resultará desses novos projetos pode ser certamente considerada como um

Figura 4: Perfis espectrais [NII]5755 A e HeI 5874 A



bônus dos mesmos e mais um benefício para ambas as comunidades.

7-Agradecimentos.

Um agradecimento todo especial é devido ao Prof. Dr. Augusto Damineli, do Instituto Astronômico e Geofísico da Universidade de São Paulo, pelo incentivo e orientação neste projeto. Aos colegas amadores da França (em especial, Christian Buil e Valérie Desnoux) nosso reconhecimento pela feliz iniciativa da disponibilização gratuita dos softwares IRIS e VisualSpec para *download* em seus sites na Web; sem eles, este trabalho dificilmente seria realizado. Finalmente, aos colegas da REA que participaram das discussões técnicas quando da obtenção dos primeiros espectros no Chile (em especial, a Cristóvão Jacques e Pedro Ré), queremos registrar também nosso agradecimento pela colaboração e amizade.

8 - Referências bibliográficas.

Damineli, A .: The 5.52- year Cycle of Eta Carinae.

Ap. J. 460, L49-L52, 1996.

Damineli, A.; Stahl, O.; Kaufer, A.; Wolf, B.; Quast, G; Lopes, D.F.: Long-term Spectroscopy of Eta Carinae, A&A, SS, 133, 299-316, 1998.

Damineli, A.; Kaufer, A.; Wolf, B; Stahl, O.; Lopes, D.F.; Araújo, F.: *Eta Carinae: Binarity Confirmed*, Ap.J. **528**, L101-L104, 2000.

Davidson, K. ; Gull, T.; Humphreys, R.M.; Ishibashi, K.; Whitelock, P.; Berdnikov, L.; McGregor, P.; Metcalfe, T.; Polomski, E. : *An Unusual Brightening of Eta Carinae*, A.J. **118**, 1777-1783, 1999.

Humphreys, R.M.: Eta

Carinae's Historical Spectra: Complications for the Binary Model, Eta Carinae Workshop, Mt. Rainier, WA, USA, July 11-13, 2002.

9-Alguns websites recomendados.

9.1 - Website de Augusto Damineli para Eta Carinae: <u>http://www.etacarinae.iag.usp.br/</u> <u>p_index.html</u>

9.2 - Website de Christian Buil (inclui o software IRIS para download):

http://astrosurf.com/buil/

9.3 - Website de Valérie Desnoux (Inclui o software VisualSpec para download):

http://astrosurf.com/vdesnoux/

9.4 - Website do Grupo de Espectroscopia da REA: <u>http://www.astroimagem.com/</u> <u>Espectro/spectroscope.htm</u>

A LUMINOSIDADE DO ECLIPSE LUNAR TOTAL DE 15-16 DE MAIO DE 2003

RESUMO

Este trabalho apresenta e analisa registros visuais e fotográficos obtidos durante o eclipse lunar total de 15-16 de Maio de 2003. Um acervo obtido por 23 observadores experientes, em sua maioria integrantes da Rede de Astronomia Observacional (REA/ BRASIL), o qual inclui 27 estimativas, sendo 12 de magnitude visual e 15 do Número de Danjon, além de dezenas de imagens eletrônicas, foi analisado com o objetivo de determinar os padrões de iluminação exibidos pela Lua totalmente eclipsada.

Os valores médios das estimativas de magnitude e Número de Danjon no meio da totalidade, iguais a -2,1 e 2,3, respectivamente, indicam que o eclipse apresentou um brilho intermediário, cerca de apenas 0,4 magnitude inferior ao previsto. As análises também fornecem a distribuição radial de luminosidade da umbra, sugerem os prováveis mecanismos responsáveis pela aparência da Lua durante a fase total do evento e ainda discutem a possível influência de aerossóis vulcânicos no brilho do eclipse.

I - INTRODUÇÃO.

Na noite de 15-16 de maio de 2003, apenas 12 horas após o perigeu, a Lua atravessou a metade setentrional da sombra umbral terrestre, permanecendo em seu interior por 52,7 minutos. Durante a fase total do evento, raios da luz solar atravessaram a atmosfera terrestre de forma rasante e foram desviados para dentro da região mais interna da sombra (a umbra), iluminando suavemente a Lua em Libra. Por não se tratar de um eclipse central, a luz solar incidiu sobre a Lua de forma heterogênea, visto que as áreas mais meridionais de seu disco cruzaram regiões mais internas e, conseqüentemente, muito mais escuras da umbra. Às 3:40 TU (meio do evento), a magnitude do eclipse atingiu seu valor máximo: 1,134, enquanto a Lua apresentavase próxima ao zênite para observadores do sul brasileiro. Naquele mesmo instante, enquanto o limbo meridional do disco lunar passava a apenas 8,6 minutos de arco ao

Helio de Carvalho Vital - REA/RJ

norte do eixo da sombra, o limbo setentrional situava-se a 42,0 minutos de arco do centro da sombra e a apenas 4,5 minutos de arco da borda setentrional da umbra.

O eclipse iniciou-se com o primeiro contato penumbral à 01:05 TU. Quase uma hora mais tarde, às 02:03 TU, começou a primeira fase umbral parcial. Entre 03:13,7 TU e 04:06,4 TU, a Lua permaneceu totalmente imersa na umbra. Após a totalidade, veio a segunda fase umbral parcial que terminou às 05:17 TU. Finalmente, o eclipse encerrouse às 06:15 TU, quando a Lua deixou a penumbra. A trajetória da Lua na sombra terrestre e um mapa que ilustra a visibilidade global do evento são mostrados na Figura 1¹.

Objetivando compreender melhor a complexa distribuição de luz no interior da umbra, que



Figura 1: Previsões Globais do Eclipse (cortesia de Fred Espenak - NASA/GSFC)

ainda não pode ser prevista com precisão, vários observadores brasileiros monitoraram o fenômeno e enviaram seus relatórios eletrônicos² para análise, como parte de um esforço coordenado³ para estudar as principais características da umbra, tais quais suas dimensões⁴ e iluminação.

II - OBSERVAÇÕES.

A Tabela 1 lista os nomes dos 23 observadores participantes e suas contribuições. O autor expressa aqui o seu agradecimento a todos eles, congratulando-os pela ótima qualidade e consistência de seus registros, os quais viabilizaram a confecção deste trabalho.

Experiência dos Observadores, Instrumentos e Métodos. A maioria dos observadores participantes possui uma grande experiência na observação de eclipses lunares, sendo que apenas alguns têm experiência mediana. Refletores Newtonianos com aberturas entre 12 e 18 cm (com aumentos em torno de 40 vezes) foram os instrumentos mais usados para observar os contatos com crateras. Por outro lado, a estimativas de contatos de limbo e de magnitudes visuais foram feitas usando-se binóculos 7x50. A técnica do binóculo invertido foi empregada por todos aqueles que estimaram a magnitude visual da Lua na totalidade. A técnica consiste em observar-se o astro através das

Observador	Iniciais	Observações
Alexandre Amorim	AA	Mag, L, LD
Antonio Coelho	AC	L, LD
Antonio Padilla Filho	APF	L
Antonio Rosa Campos	ARC	Mag, L, LD
Carlos Alberto Colesanti	CAC	L,CCD
Diego Moicano Gonçalves	DMG	Mag, ,L, LD
Edvaldo José Trevisan	EJT	L, LD
Fábio Plocos Carvalho	FPC	Mag,, L, LD
Frederico Luiz Funari	FLF	L
Frederico Paiva Quintão	FPQ	L
Giancarlo U. Nappi	GUN	F, A
Helio de Carvalho Vital	HCV	Mag, L, LD
José Carlos Diniz	JCD	F, A
Marilena Mollaco	MM	L
N. T. Frota	NTF	L
Nelson Falsarella	NF	L
Newton Ferreira Funari	NFF	L
Paulo Roberto Moser	PRM	F
Raquel Yumi Shida	RYS	F, L
Rogério Marcon	RM	Ε
Rosely Gregio	RG	L, LD
Tasso Augusto Napoleão	TAN	L, CCD
Willian Carlos de Souza	WCS	Mag, L, F, A

 Tabela 1 - Contribuições Individuais dos Observadores

lentes de um dos monóculos, comparando seu brilho com o de uma estrela de magnitude conhecida, observada simultaneamente através da outra vista, desarmada. A magnitude da Lua é então encontrada compensando-se a perda de brilho ocasionada pela inversão do binóculo. Essa correção foi determinada empiricamente pelos observadores como sendo igual a 5,0 magnitudes para binóculos 7x50.

Sendo: Mag - Magnitude Visual; L -

Estimativas do Número de Danjon; \mathbf{F} - Fotos; \mathbf{LD} - Distribuição na Escala de Danjon ou de Cores; \mathbf{E} - Espectro da Lua Eclipsada e \mathbf{A} - Animação Gráfica.

Estimativas de Magnitude Visual e do Número de Danjon. A Tabela 2 lista 15 estimativas do Número de Danjon feitas no meio da fase total e 12 estimativas da magnitude visual da Lua imersa na umbra.

Iniciais do Observador	Número de Danjon (L)	Magnitude Visual às 03h:(mm) TU
AA	3,0	-2,5 (46); -3,0 (60)
AC	1,7	-
APF	2,0	-
ARC	2,7	-1,9 (32)
CAC e TAN	1,7	-
DMG e FPC	2,5	-2,2 (33);-3,9 (62)
EJT	1,6	-
FLF e NFF	2,5	-
FPQ	2,5	-
HCV	2,3	-3,3 (16); -3,0 (21); -2,1 (29); -2,1
		(32); -3,3 (56); -3,3 (60)
MM e NF	1,5	-
NTF	3,0	-
RYS	3,0	-
RG	2,7	-
WCS	1,5	-2,1 (38)

Tabela 2 - Estimativas do Número de Danjon e Magnitude

Esboços de Distribuições de Danjon e de Cores. Nove observadores enviaram desenhos ou descrições da aparência da Lua durante a totalidade detalhando as configurações de brilho e cores observadas no disco lunar. A forte assimetria na iluminação da Lua é facilmente notada na Fig. 2. Como esperado, o extremo norte do disco (abrangendo cerca de 15% de sua área) permaneceu mais brilhante que o resto do disco durante toda a fase total. Sua cor, predominantemente de creme, logo após o início da totalidade, deu lugar a um tom azulado ou esverdeado alguns minutos depois, seguido de uma coloração avermelhada próximo ao meio do eclipse. Essa següência repetiu-se então em ordem inversa, enquanto a Lua gradualmente readquiria seu brilho normal. Adjacente a essa primeira região, situava-se uma outra, de coloração avermelhada, que cobria aproximadamente 40% do disco e que foi descrita pela maioria dos observadores. A parte mais meridional do disco, ocupando cerca de 45% dele,

exibiu uma cor cinza escuro. A Figura 2b, feita pelo observador AA, mostra sua percepção da variação temporal das distribuições de Danjon e de cor enquanto a Lua atravessava diferentes partes da umbra.



Figura 2: (a) Distribuições de brilho observadas por HCV e (b) por AA (cortesia de Costeira1⁵) (sul para cima)

Fotos da Totalidade. A Figura 3 constitui-se de fotos⁶ obtidas por WCS [(3a) a (3e)] e por JCD (3f), que mostram claramente a severa não uniformidade nas distribuições de brilho e cores do disco lunar totalmente eclipsado. A coloração avermelhada predomina na foto (3c), que foi tirada no meio da fase total e que contrasta com o tom azulado mostrado nas imagens (3b), (3d) e (3e), quando a Lua encontrava-se mais próxima da borda da umbra, ou com a cor de cobre exibida na foto (3f).



Figura 3: Fotos selecionadas da Lua totalmente eclipsada (cortesia de WCS e JCD)

Espectros da Lua. A Figura 4 compara os espectros da Lua cheia não eclipsada (linha preta, superior) com o obtido no meio do eclipse (linha laranja, inferior) por RM⁷. São mostradas curvas de intensidade e linhas de absorção para ambas as situações. Claramente identificáveis são as depressões, relativamente mais acentuadas no espectro em laranja, oriundas da maior absorção de fótons em moléculas de água e de oxigênio durante o eclipse e a intensificação (escurecimento) das linhas espectrais correspondentes notadas no espectro da Lua totalmente eclipsada (inferior).

Figura 4: Espectros da Lua cheia normal (linha preta) e no meio do eclipse (linha laranja) representados na forma de curvas de intensidade e linhas espectrais (cortesia de RM)



III - ANÁLISES DOS DADOS.

Luminosidade de Danjon. A maioria dos observadores achou o evento "algo mais escuro e com cores mais pálidas do que esperavam" e alguns até mesmo o classificaram como "um eclipse escuro". No entanto, as estimativas de magnitude mostraram consistentemente que a Lua permaneceu muitas vezes mais brilhante que a estrela de zero magnitude Alfa Centauri durante toda a fase total. Com o objetivo de investigar essa aparente inconsistência, foram analisadas estimativas do Número de Danjon. O Número de Danjon (L) é um parâmetro indicativo da luminosidade de um eclipse. Ele pode assumir valores de 0 (para eventos extremamente escuros, nos quais a Lua fica quase invisível) a 4 (para eclipses muito claros onde a Lua mostra-se com cor laranja ou de cobre e azulada junto à borda da umbra). Portanto, para determinar o brilho da Lua no meio da totalidade, foram reunidas 15 estimativas de L, variando de 1,5 a 3,0 (Tabela 2) e analisadas. A média aritmética do Número de Danjon foi $L_1 = 2,3$ (com um desvio padrão por amostra igual a $\pm 0,6$). Tal valor indica um eclipse de luminosidade intermediária. Uma segunda maneira de calcular-se um valor médio para L seria atribuir diferentes valores às 3 regiões distintas ilustradas na Fig. 2a, ponderando-os nas frações do disco que elas ocupam. Estimativas razoáveis de L (e fração de disco) são: 3,7 (0,15), 2,7 (0,40) e 1,5 (0,45). Como resultado dessa média ponderada, obtém-se $L_2 =$ 2,3. Um terceiro método para calcular um valor médio seria converter as estimativas individuais de (L) em magnitudes (m) empregando-se uma correlação obtida a partir de dados de 23 eclipses, a qual é descrita pela Eq. 1 (onde o desvio padrão por amostra é ± 0.3). Ela

produz resultados em boa concordância com os de uma correlação similar encontrada por Westfall⁸:

$$m = 4,2 - 3 L + (L/2)^2$$
 (Eq.1)

Em seguida, as magnitudes devem ser somadas na forma de razões de intensidades de luz. O somatório das frações dividido pelo úmero de estimativas fornece um valor médio para m, o qual, por sua vez, pode ser convertido em um Número de Danjon médio (L₃), usando-se novamente a mesma correlação. O resultado para esse eclipse é $L_3 = 2,5$. Finalmente, uma maneira ainda mais sofisticada seria combinar-se o segundo e o terceiro métodos. O somatório das magnitudes convertidas e ponderadas em suas correspondentes frações de áreas fornece $L_4 = 2,1$. Portanto, independentemente do método usado para cálculo de seu valor médio, o Número de Danjon para esse evento situa-se entre 2,1 e 2,5, ou seja, mais provavelmente $L = 2,3 \pm 0,2$, por conseguinte, correspondente a um eclipse de luminosidade intermediária.

Magnitude Visual da Lua. Um gráfico da evolução da magnitude visual estimada da Lua durante a totalidade constitui a Figura 5.



Símbolos de cores diferentes foram usados para representar as observações de cinco observadores. A curva tracejada, descrita pela Eq. 2 como uma equação do segundo grau, se ajusta bem às estimativas (r²=0,85). A escala do eixo x representa o intervalo de tempo em minutos em relação ao meio da totalidade (tal que ΔT = t - 3h40m TU). A curva ajustada

foi determinada pelo método dos mínimos quadrados e exibe uma ligeira assimetria em torno do brilho mínimo correspondente à magnitude $-2,1 \pm 0,2$, atingida aproximadamente 2 minutos antes do meio da totalidade. Em decorrência dessa pequena assimetria, a Eq. 2 prevê magnitudes -3,5 e -4,1 para o início e fim da totalidade, respectivamente.

$$m = -2,10 - 0,0113 \Delta T - 0,00251 \Delta T^2$$
 (Eq.2)

A Eq. 1 fornece $L=2.7 \pm 0.3$ para m = $-2,1 \pm 0,2$, valor que excede em 4 décimos a média de L $(2,3 \pm 0,2)$, embora ambos os valores estejam em concordância, quando os erros experimentais são levados em consideração. Uma possível explicação para essa pequena discrepância poderia ser o fato de que a maioria dos observadores, fortemente influenciada pela aparência escura das regiões do centro e sul do disco lunar, deixou de perceber que a região relativamente pequena do extremo setentrional da Lua permaneceu muito brilhante durante toda a totalidade. Em virtude desse marcante contraste, os observadores subestimaram o brilho do eclipse e, conseqüentemente, o Número de Danjon. Além da severa assimetria na iluminação do disco lunar, outros possíveis fatores que poderiam ter contribuído para escurecer a umbra interna e prejudicar as estimativas de brilho do evento seriam: o valor muito elevado da paralaxe lunar (capaz de reduzir em alguns décimos a magnitude da Lua)9 e a possível influência de extensas formações de nuvens cirros e estratos ou de concentrações anormalmente elevadas de aerossóis troposféricos ao longo do limbo terrestre.

Distribuição de Brilho e Densidade

da Umbra. Objetivando investigar a distribuição de brilho da umbra, as fotos mostradas na Fig. 3 foram analisadas usando-se um programa de processamento de imagens. As imagens foram convertidas para uma escala de 256 níveis de cinza (8 bits). Em seguida, foram obtidos os valores de cinza de elementos ao longo do diâmetro lunar e na direção do centro da umbra. Tais varreduras forneceram valores de cinza digitados ponto a ponto ao longo do diâmetro e que foram convertidos em diferenças de magnitude relativamente à borda lunar. A diferença de magnitude relativa à borda está representada na Fig. 6 em função da crescente penetração na umbra (a partir da borda). A curva exibe um comportamento aproximadamente linear, em concordância com as previsões da simulação mais realista de Karkoschka¹⁰, que leva em consideração os efeitos combinados de nuvens estratos e cirros em grandes altitudes. Outras simulações baseadas nesse modelo, considerando uma atmosfera sem nuvens, ou somente com cirros, predizem um decréscimo total de brilho menor e praticamente insignificante ao longo da região interna da umbra. No

início da totalidade, a Lua havia perdido 9 magnitudes, o que corresponde a uma redução de 4.000 vezes em relação à luminosidade da Lua cheia não eclipsada. Visto que a perda adicional durante a totalidade foi de 1,6 magnitude, a queda total durante o eclipse foi de 10,6 magnitudes, resultando num brilho (I) 17.000 vezes inferior ao da Lua cheia normal (I_o). A densidade óptica da umbra (**D**)⁹ pode então ser obtida usando-se a Eq.3:

$$D = \log_{10} (Io/I) = \log_{10} (17,000) = 4,2$$
 (Eq.3)

Sabe-se que o valor de **D** pode ultrapassar 6,0 para eclipses muito escuros. Alguns observadores também relataram que a transparência da umbra permitiu que as principais formações lunares e a maior parte do limbo permanecessem perceptíveis durante toda a totalidade. Esse achado reforça a conclusão anterior de que a densidade óptica da umbra não foi significativamente mais elevada do que a prevista.





configurações de iluminação exibidas pela Lua durante a totalidade podem ser mais facilmente compreendidas imaginando-se como um observador lunar a teria visto. Quando o Sol começou a se esconder por detrás do disco da Terra, sua imagem já havia sido severamente distorcida pela intensa refração ocasionada pela atmosfera terrestre. Dois outros mecanismos também estariam em ação: (1) o espalhamento molecular seletivo na baixa atmosfera (mais intenso em comprimentos de onda mais curtos, de acordo com a Lei de Extinção de Rayleigh ($\approx \lambda^{-4}$), (2) a absorção de luz vermelha por moléculas de ozônio na estratosfera. Como a luz azul é muito mais intensamente espalhada para fora do feixe primário por moléculas de ar e por aerossóis, o primeiro mecanismo faz com que a maior parte do disco solar (comprimido pela forte refração em um segmento de arco) adquira uma coloração vermelho-escura. Sabe-se que esse mecanismo é o principal responsável pela cor avermelhada exibida pela Lua durante a maior parte da fase total da maioria dos eclipses. Por outro lado, o segundo mecanismo, aliado à refração, teria ocasionado o aparecimento de uma pequena saliência, muito brilhante e de coloração azulada, sobre a parte central do arco. A coloração levemente azulada ou esverdeada do norte lunar, notada no início da fase total, provavelmente deveu-se a esse segundo mecanismo. O brilho selenocêntrico do Sol no meio da totalidade pode ser estimado considerando que a Lua cheia brilha com magnitude -12,7, enquanto é iluminada pelo Sol desobstruído (m=-26,7). Portanto, assumindo a mesma queda de 14 magnitudes, pode-se concluir que um observador hipotético situado na superfície da Lua eclipsada veria a imagem residual do Sol brilhar com uma magnitude média igual à da Lua (estimada em -2) subtraída de 14 unidades, ou seja, -16. Se o observador se deslocasse de uma região próxima à borda da umbra, em direção ao centro dela (ao sul), ele veria a saliência azulada gradualmente se achatar, empalidecendo e avermelhando-se, até finalmente fundir-se com o segmento de arco imediatamente abaixo. Como resultado, a espetacular imagem, predominantemente azulada e observada com m \approx -17 desde a parte mais setentrional do disco lunar, teria dado lugar a um brilhante segmento de arco cor de cobre ou vermelho claro com $m \approx -15$. O observador estaria então atravessando as regiões centrais do disco da Lua. Prosseguindo em sua jornada, ele veria a imagem residual do Sol se alongar, afinando-se e escurecendo (m \approx -13) ao envolver uma extensão cada vez maior do limbo terrestre. Ele estaria então atravessando a parte do disco lunar mais profundamente imersa na sombra terrestre.

Possível Influência de Aerossóis

Vulcânicos. A Lua brilha durante a totalidade porque é iluminada por uma pequena fração da luz solar que é atenuada e desviada (por refração) pela atmosfera terrestre (principalmente pela estratosfera) para dentro da umbra. Sabe-se também que aerossóis estratosféricos (originários em sua maior parte de erupções vulcânicas) desempenham um importante papel no espalhamento da luz do Sol e na redução de sua transmissão para dentro da umbra. Essa forte influência deve-se ao fato de que a trajetória óptica efetiva dos raios solares que atravessam uma camada de aerossóis estratosféricos é aproximadamente 40 vezes maior que a espessura vertical da camada.^{11,12}. Portanto, o brilho da Lua eclipsada é extremamente sensível à presença de aerossóis na estratosfera e pode ser usado como um parâmetro indicativo da espessura óptica global de aerossóis estratosféricos de origem vulcânica. Conseqüentemente, a espessura óptica de aerossóis na data de um eclipse pode ser calculada a partir da diferenca entre a magnitude observada da Lua e a prevista para o meio do eclipse. Por sua vez, a magnitude prevista pode ser obtida de duas maneiras. A primeira usa simulações computacionais segundo o método de Monte Carlo para determinar as possíveis trajetórias da luz solar, considerando-se uma atmosfera padrão isenta de aerossóis. Em seguida, modifica-a para levar em conta a influência de distribuições de ozônio e de nuvens. A segunda, adotada neste trabalho, usa uma correlação empírica verificada entre a magnitude geométrica e o brilho de 24 eclipses (de 1956 a 2001) nos quais não foi constatada qualquer influência significativa de aerossóis. A correlação (r²=0.88), a qual relaciona a magnitude geométrica (U_{map}) com o brilho da Lua no meio do eclipse, expresso na escala magnitudinal (m), é dada pela Eq. 4 como:

$$m = -7,34 + 4,29 U_{mag}$$
 (Eq.4)

Substituindo o valor de U_{mag} (= 1.134), obtemos a magnitude prevista para o eclipse de 15 de maio de 2003: -2,5. E, portanto, considerando-se que a magnitude no meio da totalidade foi estimada em -2,1, a diferenca observada de magnitude foi de $\Delta m = +0.4$. donde, segundo Keen¹³, a espessura óptica de aerossóis média (τ) na hora do eclipse pode ser obtida fazendo-se $\tau = \Delta m/40 = 0.010$. No entanto, esse valor de (coincide com sua própria incerteza, associada às previsões usandose a Eq. 4 (± 0.01) e é, portanto, insuficiente para indicar que tenha havido influência de aerossóis vulcânicos no brilho da Lua. Por outro lado, se ela realmente ocorreu, foi pequena e pode ter resultado da erupção do Monte Reventador¹⁴ no Equador, seis meses antes do eclipse. Apenas a título de ilustração, ressalta-se que observações da REA, analisadas segundo o mesmo método, forneceram os seguintes valores para as espessuras ópticas de aerossóis relativas aos eclipses de 9 de dezembro de 1992 e 29 de novembro de 1993: τ = +0,122 e +0,023. Sabe-se que esses eclipses lunares totais ocorreram 18 e 29 meses após a explosão do Monte Pinatubo em Junho de 1991.

Espectro Atenuado e Avermelhado.

As diferenças marcantes entre o espectro normal da Lua cheia e o da Lua eclipsada, claramente ilustradas na Fig. 4, resultam dos diferentes caminhos percorridos pela luz solar através da atmosfera da Terra antes de chegar à superfície. No primeiro caso, os raios solares refletidos pela Lua cruzam nossa atmosfera uma única vez, e quase verticalmente, antes de chegarem ao sistema de detecção e contribuírem para formar o espectro de cor preta. No segundo caso, contudo, a luz solar inicialmente atravessa a atmosfera terrestre numa trajetória rasante, dezenas de vezes mais longa que sua espessura efetiva, antes de ser refletida pela Lua e atravessar a atmosfera da Terra pela segunda vez.. Ao atingir o sistema de monitoração, a luz da Lua, imersa na umbra, produz o espectro atenuado e avermelhado ilustrado em cor laranja. A cor avermelhada resulta do fato de que o espalhamento de fótons de luz azul para fora do feixe primário é bem mais eficiente do que para fótons vermelhos.

IV - CONCLUSÕES.

Registros visuais obtidos durante a fase total do eclipse lunar de 15-16 de Maio de 2003 por observadores brasileiros foram reunidos e analisados. As reduções forneceram uma descrição dinâmica da iluminação da Lua durante a totalidade e consistentemente indicaram que, em desacordo com a impressão de muitos observadores, o eclipse não foi escuro. As análises também forneceram curvas que descrevem o comportamento temporal de parâmetros tais quais a magnitude da Lua e o Número de Danjon. No meio do eclipse, a magnitude visual da Lua foi estimada em -2,1 \pm 0,2, correspondendo a uma redução de brilho igual a 17 mil vezes. Além disso, o Número de Danjon foi estimado em 2,3 \pm 0,2, indicando um eclipse de luminosidade intermediária. O severo contraste observado entre o extremo norte do disco lunar (brilhante) e as escuras regiões do sul do disco, associado ao elevado valor da paralaxe lunar e à presença de muitas formações de nuvens cirros e estratos ao longo do limbo terrestre, podem ter concorrido para escurecer a metade meridional da Lua e causar a subestimação do Número de Danjon. Por outro lado, as análises não descartam a possibilidade de que aerossóis vulcânicos estratosféricos possam ter reduzido ligeiramente a luminosidade do eclipse. Ressalta-se, contudo, que a diferença entre o brilho mínimo previsto e o observado, sendo de apenas 0,4 magnitude, faz com que a espessura óptica média da possível camada de aerossóis $(0,01 \pm 0,01)$ se situe dentro da margem de incerteza de seu próprio valor.

V - REFERÊNCIAS.

[1] Espenak, F.; NASA/GSFC ; Páginas sobre Eclipses Solares e Lunares em: http:// sunearth.gsfc.nasa.gov/eclipse/eclipse.html

[2] Lista Eletrônica da REA: reanet@yahoogrupos.com.br

[3] Vital, H. C.; Projeto de Observação Eletrônico do Eclipse Lunar Total de 15-16 de Maio de 2003, http://www.geocities.com/lunissolar2003.

[4] Vital, H. C., Dimensões da Umbra	[10] Karkoschka, E. Earth's Swollen
Durante o Eclipse Lunar Total de 15-16 de Maio de 2003.	Shadow. Sky and Telescope , v. 92, n. 3, pp. 98-100,
Publicação Anual (Reporte) da REA de 2003 .	Sep. 1996.
[5] Amorim, A.; Relatório Pessoal	[11] Keen, R. A. Volcanic Aerosols and
do Eclipse Lunar Total de 15-16 de Maio de 2003, http://	Lunar Eclipses. Science , v. 222, pp. 1011-1013, Dec.
/geocities.yahoo.com.br/costeira1/lunar0503.htm	1983.
[6] Willian C. S.; Relatório Pessoal	[12] Keen, R. A. Volcanic Aerosol
do Eclipse Lunar Total de 15-16 de Maio de 2003,	Optical Thicknesses since 1960, Bulletin of the Global
http://www.geocities.com/williansouza/lunar2003.htm	Volcanism Network , v. 22, n. 11, Nov. 1997.
[7] Marcon, R.; Espectro do Eclipse Lunar de 15-16 de Maio de 2003 em http:// www.astroimagem.com/Espectro/moonspectra.htm [8] Westall, J. E. Thirty Years of Lunar Eclipse Umbrae: 1956 - 1985. The Strolling Astronomer: Journal of the A.L.P.O. , v. 33, n. 7-9, pp. 112-117, Jul. 1989.	 [13] Keen, R. A. Volcanic Aerosol Optical Thicknesses Derived from Lunar Eclipse Observations. Bulletin of the Global Volcanism Network, v. 26, n. 5, May, 2001. [14] Global Volcanism Network. http://www.volcano.si.edu
[9] Link, F. Eclipse Phenomena in Astronomy. New York: Springer-Verlag, 1996.	

Observando asteróides/cometas com a técnica Track and Stack

Cristóvão Jacques - REA/MG

1) Introdução:

Até pouco tempo atrás, os amadores somente conseguiam fazer imagens de objetos mais fracos, com técnicas de astrofotografia. Dependendo do telescópio e da emulsão utilizada, os setups amadores chegavam a registrar objetos com magnitude máxima de 13 a15 (na média) com grande tempo de exposição.

Hoje, com o advento das câmeras CCDs, registrar objetos com magnitude 20, ficou viável

Registrar imagens de objetos de fraca magnitude e que ainda se movimentam, como asteróides e cometas, pode-se tornar uma tarefa árdua, senão impossível, dependendo obviamente do telescópio e da eficiência quântica da câmera CCD utilizada.

Para mostrar que é possível conseguir informações de objetos de fraca magnitude e que se movimentam com certa rapidez, existem duas opções:

1) Fazer uma exposição única, seguindo o movimento e direção do objeto. Sua identificação aparece na imagem de forma diferenciada: asteróide/ cometa como um ponto, estrelas - trilhadas. Tal exposição somente será possível, se programarmos as velocidades dos eixos do telescópio para acompanhar o movimento do alvo.

2) Fazer varias exposições curtas e depois somar as imagens com a ajuda de um software especializado, em função do deslocamento em "/min e da direção PA medida em graus.

O método mencionado no ponto 2, será a técnica explorada neste artigo.

2) Condições observacionais:

* As imagens analisadas neste artigo foram obtidas com um LX200 de 12" trabalhando em f/3.0 com redutor OPTEC, do Observatório Wykrota -CEAMIG (estação do MPC com código 859 - 1500m de altura) e uma câmera CCD ST7E. O setup em questão, produz um campo observacional de 25'x 17' com uma escala de 2"/pixel. As imagens foram adquiridas automaticamente pelo programa ACP3 (acp3.dc3.com) e Maxim/DL (www.cyanogen.com), com temperatura CCD = -10 graus, utilizando-se um script do pacote TAO (Tools for Automated Observing) escrito por Paulo Holvorcem.

* O software para calcular as reduções foi o Astrometrica (www.astrometrica.at) e o catálogo utilizado foi o USNO-A2.

* O asteróide observado para este exemplo foi o 2003 UW26 que apareceu na pagina de confirmação de NEOs como 5AO001. Ele se movimentava a razão de 2,54"/min no ângulo de posição = 13.1 graus. O valor da massa de ar no momento da observação era igual a 1.009, pois o asteróide se encontrava a uma altura maior que 82 graus.

* Foram feitas 20 imagens sem intervalo, com 45 segundos de integração. Todas as imagens foram calibradas, utilizando as exposições de dark, bias e flat.

* Não houve preocupação neste artigo com nenhum tratamento estatístico, já que o objetivo é demonstrar a técnica.

3) Definições:

Antes de prosseguirmos, vamos definir alguns termos que serão utilizados no texto:

SNR - Signal-to- Noise Ratio - ou razão Sinal Ruído - relação entre o sinal obtido de determinado objeto dividido pelo ruído capturado durante a exposição. Exemplo: Se uma CCD gera em determinado pixel a quantidade de 3000 elétrons oriundos do sinal de um astro e na mesma exposição são gerados 600 elétrons devido ao ruído, temos uma razão sinal / ruído de 5. Um objeto com SNR de 3 pode ser considerado como uma detecção marginal, ou em outras palavras a magnitude limite de determinada imagem. O ruído mencionado é a somatória do ruído térmico da CCD + ruído do próprio objeto observado + ruído do fundo de céu + ruído da leitura da imagem.

FWHM - Full Width at Half Maximum - Se traçarmos o gráfico de um astro em uma imagem CCD, teremos um perfil semelhante a uma curva de Gauss. O termo FWHM significa a largura da curva na metade de seu ponto de máximo valor. Embora fatores como o foco, ótica do telescópio e vibrações contribuam, o valor FWHM na sua maior parte é dominado pelas condições de seeing. Supondo-se que o telescópio esteja bem focado e guiando bem, se tivermos uma piora no seeing, teremos um valor FWHM maior. O FWHM médio obtido no Observatório Wykrota é da ordem de 4.5". Em recente viagem ao Chile, fizemos algumas imagens com o mesmo setup e pude constatar um FWHM médio de 3.6", ou seja, um céu com

condições de seeing melhor do que temos no Wykrota. Estes valores FWHM foram medidos no centro da imagem, já que a medida que você afasta do centro, a aberração ótica causada pelo corretor, aumenta este valor. Se não fosse isto, todas as estrelas dentro de uma imagem CCD deveriam ter o mesmo FWHM.

4) Obtenção das medidas

Os dados da tabela 1 abaixo, foram medidos utilizando a técnica Track and Stack incorporada no software Astrometrica. Foram somadas de 2 até 20 imagens e a cada resultado da soma, foi medido a posição, magnitude e SNR do asteróide.

Na **figura 1**, podemos ver a relação entre número de imagens somadas (eixo x) e o SNR medido (eixo y).

Pode-se notar que, após 15 imagens somadas, os valores se mantém dentro de um patamar mais constante.

TABELA 1 - Medidas obtidas em função do número de imagens somados

Número de ir	nagens			
S omadas	Data	A.R.	Dec	Mag. Obs.
2	2003 10 25.96752	23 05 54.49	-19 08 53.7	183 R 859
3	2003 10 25.96846	23 05 54.87	-19 08 52.6	18.8 R 859
4	2003 10 25.96893	23 05 54.87	-19 08 51.1	18.6 R 859
5	2003 10 25.96939	23 05 54.90	-19 08 49.7	19.0 R 859
6	2003 10 25.96986	23 05 54.92	-19 08 48.0	19.0 R 859
7	2003 10 25.97032	23 05 54.92	-19 08 46.4	19.1 R 859
8	2003 10 25.97080	23 05 54.95	-19 08 44.8	19.2 R 859
9	2003 10 25.97128	23 05 54.97	-19 08 43.1	19.2 R 859
10	2003 10 25.97176	23 05 55.00	-19 08 41 5	19.2 R 859
11	2003 10 25.97224	23 05 55.02	-19 08 39.7	19.2 R 859
12	2003 10 25.97272	23 05 55.05	-19 08 38.1	19.2 R 859
13	2003 10 25.97319	23 05 55.08	-19 08 36.4	19.2 R 859
14	2003 10 25.97367	23 05 55.11	-19 08 34.6	19.1 R 859
15	2003 10 25.9741 5	23 05 55.13	-19 08 32 9	19.1 R 859
16	2003 10 25.97463	23 05 55.16	-19 08 31 3	19.1 R 859
17	2003 10 25.97510	23 05 55.19	-19 08 29 5	19.1 R 859
18	2003 10 25.97559	23 05 55.22	-19 08 27.8	19.2 R 859
19	2003 10 25.97607	23 05 55.25	-19 08 26.0	19.1 R 859
20	2003 10 25.97656	23 05 55.28	-19 08 24 3	19.1 R 859



Figura 1 - Relação número de imagens somadas x SNR

Nas próximas figuras, pode-se observar como foram obtidos os dados, a medida que iam se somando as imagens.

Análise das medidas

5)

Estaremos a seguir analisando os valores das medidas astrométricas e fotométricas, sempre se comparando com o número total de imagens somadas e seus respectivos SNR.

5.1) Análise da Astrometria

Procurando averiguar a precisão astrométrica das medidas observadas, a órbita do asteróide foi calculada juntando-se as nossas observações com as de outros observatórios. Para isto utilizou-se o programa Find_orb, escrito por Bill Gray (www.projectpluto.com).

Analisando os valores residuais de Ascenção Reta e Declinação, pode-se ter uma idéia da qualidade da observação. Estes residuais são as diferenças entre a órbita calculada e a órbita observada.

No primeiro bloco abaixo

SNR foram extraídas as observações da circular eletrônica MPEC (Minor Planet Eletronic 2.8 Circular emitida pelo Minor Planet Center/ 3.1 3.7 IAU), que está demonstrada na tabela 4. 4.0 Baseado nas observações astrométricas, a 4.6 5.0 função principal da MPEC é comunicar ao 5.0 mundo científico os elementos orbitais de 5.5 um determinado objeto. Em negrito, pode-6.0 6.0 se observar as posições medidas pelo OBS 65 859, sendo que as demais são de outros 6.8 7.0 observatórios. No caso das observações do 7.5 Obs. Wykrota, cada posição medida foi 7.3 obtida a partir da soma de 7 imagens 6.6 6.8 utilizando o Track and Stack. A primeira 7.3 medida foi a soma das imagens 1 a 7, a 7.1



Figura 2 - Esta figura representa apenas 1 imagem de 45 segundos. O software Astrometrica aponta a posição do asteróide 2003
UW26, mas pelo zoom feito ele não pode ser detectado. O SNR na posição marcada com o círculo é de 2.2, portanto abaixo do limite de SNR =3 , quando ele passaria a ser detectado.



Figura 4- A figura acima mostra a soma de 7 imagens de 45", dando uma integração total de 5m15s. O SNR é 4.9, portanto próximo ao limite mínimo utilizável para se fazer boas medidas astrométricas.



Figura 6 - Soma de 20 imagens sem fazer o track na velocidade e direção do asteróide. Pode-se perceber que o asteróide não aparece detectado.



Figura 3- A imagem acima é resultante da soma de 3 imagens de 45" tiradas em seqüência e somadas com o método Track and Stack. O SNR é de 2.8, próximo ao limite de 3, quando o asteróide começa a ser detectado, embora as medidas astrométricas e fotométricas apresentem desvios consideráveis.



Figura 5- Soma de 20 imagens mostrando um SNR de 7.1 com uma integração total de 15 min.

segunda, a soma das imagens de 8 a 14, e a terceira, a soma das imagens 14 a 20. Pode-se notar que a imagem 14 foi utilizada em duas medidas. Isto não tem problema, pois a técnica utiliza a média das observações.

No bloco abaixo, além das observações acima, incluí as observações medidas com diferentes somas em termos de números de imagens. A partir da soma de 7 imagens, que em nosso gráfico conduz a um SNR de 5 (vide tabela 1), os residuais são bastante aceitáveis.

5.2) Análise da fotometria

Pode-se perceber que também a partir do número de 7 imagens somadas (SNR = 5), a medida da magnitude se torna estável entre os valores de 19.1 e 19.2, que era próximo ao valor esperado do asteróide. Os valores obtidos para SNR menores que 5, mostram que a imprecisão na fotometria devido ao baixo SNR podem levar a erros maiores que uma magnitude.

Ano 1	M Dia	Obs	AR.		DEC	:	R. AR	R. dec
3 10	24.14820	699	23 0	03 56.58	-20 58	17.5	0.10	-0.08
3 10	24.16165	699	23 0	03 57.25	-20 57	28.7	-1.15	0.03
3 10	24.17503	699	23 0	03 58.10	-20 56	39.8	0.19	0.46
3 10	24.18839	699	23 0	03 58.86	-20 55	52.0	0.27	-0.17
3 10	24.82525	620	23 0	04 40.01	-20 17	30.0	0.91	-0.03
3 10	24.83075	620	23 0	04 40.28	-20 17	9.9	0.21	0.28
3 10	25.14718	711	23 0	0.68	-19 58	9.3	0.11	0.01
3 10	25.15198	711	23 0	0.93	-19 57	54.2	-0.28	-2.14
3 10	25.15653	711	23 0	05 1.23	-19 57	35.4	0.25	0.31
3 10	25.18060	926	23 0	05 2.64	-19 56	9.1	-1.47	0.25
3 10	25.18219	926	23 0	05 2.85	-19 56	3.7	0.20	-0.06
3 10	25.18377	926	23 0	05 2.97	-19 55	57.3	0.60	0.65
3 10	25.97032	859	23 (05 54.92	-19 08	46.4	0.19	-0.02
3 10	25.97702	859	23 (05 55.29	-19 08	22.9	-0.13	-0.40
3 10	25.98282	859	23 (05 55.64	-19 08	1.7	0.02	0.12
3 10	26.90319	246	23 0	06 56.99	-18 13	50.6	-0.88	0.30
3 10	26.90506	246	23 0	06 57.18	-18 13	43.8	0.15	0.47
3 10	26.90574	246	23 0	06 57.24	-18 13	42.2	0.39	-0.34
3 10	26.90644	246	23 0	06 57.33	-18 13	40.6	1.04	-1.22
3 10	26.90257	246	23 0	06 56.94	-18 13	52.4	-1.03	0.70

R.dec= Residual em segundos

R.AR = Residual em segundos de Ascenção Reta de declinação

NOTA: Os dados de fotometria calculados por programas com objetivo principal de se obter Astrometria, servem para dar uma boa noção da magnitude de um asteróide. Como as observações foram feitas sem filtros e as estrelas de comparação não serem padronizadas em relação a seu índice de cor, não existe preocupação aqui em medidas fotométricas de grande precisão. Além disto o SNR de 5 é muito baixo para um estudo fotométrico preciso.

6) Metologia observacional a ser adotada:

Com a utilização desta técnica, objetos que antes eram inacessíveis ao setup do observatório, agora são plenamente detectáveis. Por isso, nossa metodologia observacional mudou. A grande prioridade de nosso programa observacional é a confirmação de

An	0)	(Dia	0bs	1	AR.	DEC	;	R.AR	R.dec	N. imag. somadas
3	10	25.96752	859	23 0	5 54.49	-19 0	8 53.7	-3.58	2.66	2
3	10	25.96846	859	23 0	5 54.87	-19 0	8 52.6	1.02	0.41	3
з	10	25.96893	859	23 0	5 54.87	-19 0	8 51.1	0.63	0.23	4
3	10	25.96939	859	23 0	5 54.90	-19 0	8 49.7	0.68	-0.01	5
з	10	25.96986	859	23 0	5 54.92	-19 0	8 48.0	0.57	0.02	6
з	10	25.97032	859	23 0	5 54.92	-19 0	8 46.4	0.19	-0.02	7
з	10	25.97080	859	23 0	5 54.95	-19 0)8 44.8	0.22	-0.13	8
з	10	25.97128	859	23 0	5 54.97	-19 0	8 43.1	0.10	-0.14	9
3	10	25.97176	859	23 0	5 55.00	-19 0	8 41.5	0.13	-0.25	10
з	10	25.97224	859	23 0	5 55.02	-19 0	8 39.7	0.01	-0.16	11
з	10	25.97272	859	23 0	5 55.05	-19 0	8 38.1	0.04	-0.27	12
з	10	25.97319	859	23 0	5 55.08	-19 0	8 36.4	0.07	-0.25	13
з	10	25.97367	859	23 0	5 55.11	-19 0	8 34.6	0.10	-0.16	14
з	10	25.97415	859	23 0	5 55.13	-19 0	8 32.9	-0.01	-0.17	15
з	10	25.97463	859	23 0	5 55.16	-19 0	8 31.3	0.01	-0.28	16
з	10	25.97510	859	23 0	5 55.19	-19 0	8 29.5	0.05	-0.15	17
з	10	25.97559	859	23 0	5 55.22	-19 0	8 27.8	0.07	-0.20	18
з	10	25.97607	859	23 0	5 55.25	-19 0	8 26.0	0.09	-0.11	19
з	10	25.97656	859	23 0	5 55.28	-19 0	8 24.3	0.11	-0.16	20

TABELA 3 - Residuais em função de número de imagens somadas

objetos que são diariamente postados na página de confirmação de NEOS (Near Earth Objects) - (http://cfawww.harvard.edu/iau/NEO/ ToConfirm.html). A função destas observações junto com as dos demais observatórios, é de calcular a órbita de determinado objeto e dizer se eles são NEOs, objetos não usuais, asteróides do Cinturão principal ou até mesmo cometas. Para a observação destes objetos, será utilizada com grande frequência a técnica Track and Stack. Para objetos com magnitude menores que 18.5 e com velocidade abaixo de 3 "/min, será utilizada a técnica antiga, ou seja, fazer 3 a 4 exposições sem ter a necessidade de somá-las.

Para empregar a técnica Track and Stack, necessita-se fazer várias imagens seguidas, ou não. No entanto,o número de exposições, assim como o tempo para cada objeto observado, pode variar.

6.1) Em relação ao tempo da observação:

Existem basicamente dois fatores delimitadores para o tempo máximo de exposição:

a) Deslocamento do asteróide/cometa em pixel/minuto. Em nosso observatório utilizamos o critério de permitir que o asteróide/cometa se movimente no máximo um valor igual a 1 FWHM durante a exposição. Como o FWHM médio no Obs. Wykrota é da ordem de 4.5" e a escala do setup é da ordem de 2"/ pixel, permite-se que o asteróide desloque no máximo 2.2 pixel e a metade desse valor para cometas. Como exemplo, um asteróide que desloca-se 5"/min. Na escala

de 2"/pixel o asteróide deslocará 2.5 pixel/min. Como o limite de deslocamento é de 2.2 pixel, teremos que reduzir a exposição para algo em torno de 52 segundos.

b) Outro fator delimitador é o próprio tracking do telescópio. Se o telescópio tem uma boa guiagem, como as montagens Paramount, pode-se fazer exposições de até 5 minutos sem que as estrelas saiam trilhadas. No caso do telescópio do Observatório Wykrota, utilizou-se como parâmetro delimitador máximo de tempo, a quantidade de 75 segundos. Visando diminuir o problema das imagens

Tabela 4 - Circular MPEC com a publicação da órbita do 2003 UW26

M.P.E.C. 2003-U76

Issued 2003 Oct. 27, 01:14 UT

The Minor Planet Electronic Circulars contain information on unusual minor planets and routine data on comets. They are published on behalf of Commission 20 of the International Astronomical Union by the Minor Planet Center, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA 02138, U.S.A.

Supported in part by the Steven and Michele Kirsch Foundation Prepared using the Tamkin Foundation Computer Network

MPC@CFA.HARVARD.EDU

URL http://cfa-www.harvard.edu/iau/mpc.html ISSN 1523-6714

2003 UW26

Observations:

	KO3U26W*	C2 003	10	24.14820	23	03	56.58	-20	58	17.5	18.7 R	699
	KO3U26W	C2 003	10	24.16165	23	03	57.25	-20	57	28.7		699
	KO3U26W	C2 003	10	24.17503	23	03	58.10	-20	56	39.8		699
	KO3U26W	C2 003	10	24.18839	23	03	58.86	-20	55	52.0		699
	KO3U26W	C2 003	10	24.82525	23	04	40.01	-20	17	30.0	18.7 R	620
	KO3U26W	C2 003	10	24.83075	23	04	40.28	-20	17	09.9	19.3 R	620
	KO3U26W	C2 003	10	25.14718	23	05	00.68	-19	58	09.3	19.0 R	711
	KO3U26W	C2 003	10	25.15198	23	05	00.93	-19	57	54.2	19.1 R	711
	KO3U26W	C2 003	10	25.15653	23	05	01.23	-19	57	35.4	18.8 R	711
	KO3U26W	C2 003	10	25.18060	23	05	02.64	-19	56	09.1	19.4 R	926
	KO3U26W	C2 003	10	25.18219	23	05	02.85	-19	56	03.7	20.1 R	926
	KO3U26W	C2 003	10	25.18377	23	05	02.97	-19	55	57.3	19.3 R	926
	KO3U26W	C2 003	10	25.97032	23	05	54.92	-19	08	46.3	19.1 R	859
	KO3U26W	C2 003	10	25.97702	23	05	55.29	-19	08	22.9	19.0 R	859
	KO3U26W	C2 003	10	25.98282	23	05	55.64	-19	08	01.7	18.7 R	859
	KO3U26W	C2 003	10	26.90257	23	06	56.94	-18	13	52.4		246
	KO3U26W	C2 003	10	26.90319	23	06	56.99	-18	13	50.6		246
	KO3U26W	C2 003	10	26.90506	23	06	57.18	-18	13	43.8		246
	KO3U26W	C2 003	10	26.90574	23	06	57.24	-18	13	42.2		246
	KO3U26W	C2 003	10	26.90644	23	06	57.33	-18	13	40.6		246
Obse:	rver detai	ils:										
246	Klet Obser	vatory	7-KI	LENOT. OF	osei	rvei	cs J. '	Ficha	a, 1	4. Tio	chy, M. Kocer. 1.06-	-m
620	ALENOI IEI Abgerreter	lescope	2 +	CCD.	¥ -	11	/			9	Sevence D Steer	
020	Ubservator J. Nomen.	0.30-	-m 1	f/9 Schmin	na. ht.–(Case	rca. (segrai)	n + (CCD.	. 8 D.	Sanchez, R. SCOSS,	
699	Lowell Obs	servato	orv-	-LONEOS.	Obs	serv	zer M.	E. 1	Jan	Ness.	. 0.59-m LONEOS	
	Schmidt +	CCD.	1									
711	McDonald (Dbserva	ator	rv. Obser	rve	сJ.	. G. R:	ies.	Ο.	.76-m	reflector with prime	2
;	focus corr	rector	+ (ср.					_		- -	-
859	Wykrota Ok	bservat	corv	V-CEAMIG.	0	osei	over C	. Ja	cque	es. (0.30-m f/3.0	
:	- Schmidt-Ca	assegra	ain.	+ CCD.					-			
926	Tenagra Il	I Obser	rvat	corv. Obs	serv	vers	3 P. R	Ho.	lvoi	cem,	M. Schwartz. 0.81-r	n
:	f/7 Ritche	ey-Chre	etie	en + CCD.						,		
Orbi	tal elemen	nts:										
2003	UW26											
Epoc	h 2003 Oct	. 8.0	ΤТ	= JDT 249	52.92	20.5	5				MPC	
M	2.04681			(2000.0	 כו		-	Р			0	
n	0.22660045	5 F	Per	i. 324.49	, 93 O8	з	+0.9	- 979.58	3192	2	+0.12780907	
a	2.6645806	N	lode	29.34	1838	3	-0.0	0013	7523	3	+0.77615955	
e i	0.5146373]	Inc	1. 18.49	597	7	-0.2	20104	4072	2	+0.61744732	
P	4.35	F	H	19.1			G O	.15				
From	20 observ	zations	3 20	003 Oct. 2	24-2	26.						



Outras considerações

Outro fator а considerar é a relação escala "/pixel dividido pelo FWHM. Existe um estudo (1) que diz que para atingir o máximo SNR, deve-se ter pixel com tamanho de 1.2 x FWHM. Em nosso caso este fator é igual a 2"/ pixel dividido por 4.5(FWHM médio) = 0.44 FWHM. Plotando-se este valor no gráfico do estudo, observase que estamos conseguindo um SNR de aproximadamente 50 % do que poderíamos obter. Se aplicarmos um Binning 2x2 no pixel e transformássemos a escala de 2"/

saírem trilhadas,(e com isto um FWHM maior), o telescópio Meade LX200 foi treinado para corrigir o erro periódico em 5 sessões. Após este treinamento, conseguimos fazer boas exposições sem guiagem e sem estarem demasiadamente trilhadas por até 5 minutos, apesar deste fato não ser constante. O valor de 75 segundos foi escolhido por representar consistência, sem que as estrelas fiquem trilhadas em quase 100% das imagens.

Portanto, caso o valor calculdado no item (a) ultrapasse o valor fixado no item (b), o valor do item (b) será o adotado como máximo tempo de exposição.

6.2) Em relação ao número de imagens a serem tiradas :

É aconselhável o observador fazer um estudo estatístico de seu setup, para saber em qual o tempo necessário o equipamento atinge determinada magnitude com o SNR de 5. Estes valores podem variar com o seeing da noite ou com a extinção atmosférica, mas pode-se criar uma escala média.

Sabe-se ₍₁₎ que aumentando o tempo de exposição por um fator n, aumentaremos o SNR por um fator igual a raiz de n. Um aumento de 2.5 em termos de brilho corresponde ao aumento de uma magnitude. Se quisermos aumentar nossa magnitude limite em uma unidade, teremos que multiplicar nossa exposição por um fator igual a 6.25 cuja raiz quadrada é igual a 2.5. Adotando-se como exemplo o asteróide observado neste artigo, com 5.25 minutos atingimos magnitude 19 com SNR 5, mas para atingirmos magnitude 20 com o mesmo SNR, gastaríamos 6.25 vezes este valor , ou seja, 32.8 minutos de exposição.

pixel para 4"/pixel, passaríamos a ter um valor de 0.86 FWHM, que corresponde no gráfico do estudo a pouco mais de 90% do SNR máximo que se pode conseguir. Esta experiência ainda não foi verificada.

Considerações finais:

Com o uso da técnica Track and Stack, criou-se uma nova possibilidade de se observar asteróides/ cometas, que antes não eram detectados por equipamentos comuns à astrônomos amadores, o que foi exatamente demonstrado neste artigo. Sem o uso desta técnica, como foi demonstrado na figura 6, o asteróide 2003 UW26 não seria detectado pelo equipamento do observatório Wykrota. Além disso, a técnica prova que para objetos medidos com SNR maior que 5, obtém-se bons dados astrométricos e fotométricos (observando os comentários já mencionados no texto, sobre a precisão fotométrica).

Apesar de não ser objetivo do artigo, é importante lembrar aos observadores com câmeras CCD a adequação de sua escala de "/pixel às condições de seeing, para obter o máximo valor SNR com seu setup.

Referências:

7)

* (1) - Este artigo foi baseado no excelente paper escrito por Herbert Raab, autor do software Astrometrica.

Ele pode ser acessado em http:// www.astrometrica.at/Papers/PointSources.pdf

* Programa para calculo de órbitas : http://www.projectpluto.com/find_orb.htm

Revisão de texto: Andreza Xavier

Observações Visuais do Cometa C/2002 Y1 (Juels-Holvorcem)

Alexandre Amorim - REA/SC

Abstract

This paper shows preliminary results of visual observations of Comet C/2002 Y1 by Brazilian observers and comparisons with other sources.

1. Introdução.

Depois da descoberta independente do Cometa Ikeya-Zhang por Paulo M. Raymundo em 1º de fevereiro de 2002, a astronomia brasileira foi agraciada com mais uma descoberta histórica: Paulo Holvorcem, trabalhando em conjunto com Charles Juels (EUA), descobriu o cometa C/2002 Y1 em 28 de dezembro de 2002.

A descoberta é histórica pois a última vez que um cometa recebeu nome de um astrônomo no Brasil foi em 10 de setembro de 1882 quando Louis Cruls, astrônomo belga, descobriu o brilhante Cometa Cruls, usando os instrumentos do Observatório Imperial do Rio de Janeiro.

O Cometa C/2002 Y1 foi descoberto por meio do refrator de 12cm f/5 + CCD localizado na residência de Charles Juels, em Fountain Hills, Arizona, EUA. Em Campinas, Brasil, Holvorcem fez o processamento e análise de imagens tomadas por Juels de modo que ambos detectaram um objeto difuso de magnitude 16 e coma de 1.8 minutos de arco em um dos campos. A descoberta é ainda mais interessante pelo fato de o equipamento ser testado em sua primeira noite. Juels e Holvorcem pretendiam usar este equipamento, cujo campo de visão é de 2.35 x 2.35 graus, na captura de NEOs e cometas. Na noite de 28 de dezembro de 2002,

C/2002 Y1 (JUELS-HOLVORCEM) MPC 48381					
Periélio	2003 Apr. 13.2483 TT				
Distância do periélio (q)	0.713811 UA				
Excentricidade (e)	0.997156				
Longitude do periélio (ω)	128.8167°				
Longitude do Nodo Asc (Ω)	166.2206°				
Inclinação (i)	103.7821°				

Tabela 1

o equipamento varreu uma área de 300 graus quadrados, culminando na descoberta do cometa.

2. Elementos Orbitais e Expectativas Iniciais.

A Tabela 1 mostra os elementos orbitais segundo a MPC 48381 [1].

Os elementos orbitais mostram que o cometa foi bem visível no hemisfério norte, e só pôde ser visível no Brasil entre 1º de janeiro e 5 de fevereiro de 2003, quando ainda estaria com magnitude superior a 11 e uma segunda janela de observação iniciou-se a partir de 1º de maio quando o cometa passou a ser visível pela manhã. A Figura 1 mostra o diagrama da órbita do Cometa C/2002 Y1 e a posição dos planetas interiores e do cometa no dia 29 de dezembro de 2002. A órbita foi calculada por meio do programa Orbitas de J.Roig [2].

Os elementos e parâmetros iniciais usavam valores de Ho e n que previam um brilho máximo de mV = 9.9 por volta do periélio [3].

No entanto estimativas de amadores do hemisfério norte apontavam para uma curva de luz com máximo brilho em torno de mV = 6.5 em abril de 2003. Os valores de Ho e n foram calculados pelo ICQ e fixados em 6.5 e 4.0, respectivamente.

3. Observações Visuais.

O acompanhamento visual começou em 3 de maio de 2003 quando A.Amorim estimou o cometa em mV = 7.0 e pequena condensação central (DC = 6/). No Brasil o Cometa foi observado somente de madrugada e a REA recebeu ao todo 29 registros (Tabela 2). O período de observações visuais estendeu-se até 11 de julho de 2003 quando A.Amorim estimou o cometa em mV = 10.1 .

O Cometa mostrou uma coma mais condensada (6 < DC < 7) até 13 de maio. Entre 17 de maio e 16 de junho a condensação oscilou em torno de 5, se bem que houve interferência da Lua no início deste C/2002 Y1 Juels-Holvorcem 29. 12. 2002



©2002 J.Roig (🖗 2003 A.Amorim

Figura1 : Diagrama da órbita do Cometa C/2002 Y1

período. A partir de 21 de junho de 2003 o Cometa mostrou-se mais nebuloso (0 < DC < 2).

Observador	Instrumento	Observações
A. Amorim	20x80B, 14.3L	26
N. T. Frota	15x60B	2
W. C. Souza	11x80B	1
3	4	29

Tabela 2

O diâmetro da coma não ultrapassou 6 minutos de arco (~ 424 mil quilômetros, em 5 de maio de 2003).

Não houve observação de cauda neste Cometa, exceto por meio de imagens CCD. Na Figura 2 temos o negativo da imagem tomada por P.Cacella em 10 de maio de 2003, 08:00 TU, usando um LX200GPS de 10 polegadas e CCD HX516, 6 exposições de 10 segundos.

4. Parâmetros Fotométricos.



[Figura 2: Cometa C/2002 Y1 em 10 de maio de 2003]

As 29 observações da REA [4] permitiram calcular os parâmetros fotométricos Ho e n somente na fase pós-periélio. A Figura 3 contém as observações da REA e a curva calculada com base na fórmula do ICQ:

$$m1 = 6.5 + 5 \log ? + 10 \log r$$

Onde Ho =
$$6.5 e n = 4.0$$
.

A Figura 4 contém os mesmos pontos observacionais, mas com a curva calculada com base em 26 pontos selecionados (observações positivas) pelo programa Comet for Windows [5]. O programa calculou a fórmula abaixo:

$$m1 = 6.41 + 5 \log ? + 8.46 \log r$$

Neste caso,
$$Ho = 6.41 e n = 3.38$$
.



Figura 3: Curva de luz com parâmetros do ICQ e dados observacionais da REA

Por fim, a Figura 5 mostra as observações da REA (pontos), a curva com base nos valores do ICQ (tracejado) e a curva com base nos dados da REA (linha cheia). A linha vertical entre os meses Abril e Maio corresponde a data do periélio: 13 de abril.

Nota-se que não existe grande discrepância entre as duas curvas, ressaltando que os dados REA abrangem apenas o período pós-periélio.

Registros internacionais.

5.

Ainda em janeiro de 2003 o cometa era estimado em torno de mV = 11, porém observações no início de fevereiro apontaram para um astro difuso de aproximadamente mV = 8. Nesta época o cometa já se encontrava muito baixo no horizonte para os observadores do hemisfério sul. No fim de fevereiro alguns observadores reportaram mV = 7.3 e mV = 6.5 em meados de março.



Figura 4: Curva com parâmetros calculados nos dados da REA.

D.K. Lynch et alli reportaram uma espectroscopia de 3 a 14 ?m obtida em 20.6 (TU) de fevereiro de 2003 usando o Infrared Telescope Facility da NASA. O espectro mostrou um suave continuum sem tracos marcantes, apontando para uma temperatura de cor de cerca de 280 Kelvin ((20 K), aproximadamente 12 vezes maior que o equilíbrio radiativo da temperatura de um corpo negro. A equipe relatou também que o cometa não foi detectado na faixa de 3 a 8 ?m, e um limite superior das marcas de emissão de silicatos foi aproximadamente 10% do continuum de 8 a 13 ?m [6].

Brian Marsden anotou na MPEC 2003-G13 que os valores baricêntricos "originais" e "futuros" de 1/a são respectivamente +0.004113 e +0.004506



Figura 5: Composição das curvas com base nos parâmetros do ICQ, parâmetros da REA e os dados observacionais.

((0.000020) sugerindo que o C/2002 Y1 não é um "novo" cometa da Nuvem de Oort [7].

A Seção de Cometas da BAA recebeu 107 observações até a primeira semana de abril de 2003 que apontaram para a curva abaixo [8]:

$$m1 = 6.6 + 5 \log ? + 11.8 \log r$$

Andreas Kammerer (Alemanha) calculou duas curvas para este Cometa [9] e nota-se que o valor de Ho não sofre grande variação, o que não ocorre com o valor de n. Entre colchetes estão os dias em relação ao periélio.

 $m1 = 6.4 + 5 \log ?? + 16.5 \log r$ [,-42]

 $m1 = 6.7 + 5 \log ?? + 7.9 \log r [-42,]$

Seiichi Yoshida (Japão) obteve diversas curvas [10] ao analisar as observações do banco de dados da página do ICQ/IAU:

 $m1 = -7.0 + 5 \log?? + 70.0 \log r$ [,-87] $m1 = 6.5 + 5 \log?? + 13.7 \log r [-87, -35]$ $m1 = 6.5 + 5 \log ?? + 8.0 \log r [-35, 88]$ $m1 = 5.5 + 5 \log?? + 15.0 \log r$ [88,]

Estimativa mais recente situa este cometa em mV = 13.2 sendo visto como um objeto ligeiramente condensado (DC=2) e com diâmetro da

coma estimado em 0.6 minutos de arco. (A.Pearce, usando um newtoniano de 41cm) [11].

6 Conclusão.

O Cometa C/2002

Y1 (Juels-Holvorcem) foi observado visualmente no Brasil entre os dias 3 de maio a 11 de julho de 2003, e imageado por Paulo Cacella em 10 de maio de 2003. Além desses registros, as imagens deste cometa foram analisadas por um dos descobridores - o brasileiro Paulo Holvorcem - usando o equipamento instalado na residência de Charles Juels nos Estados Unidos e mais tarde no Observatório de Valinhos em 2 de agosto de 2003 (Figura 6 : Hora

C/2002 Y1 (Juels-Holvorcem)

[1] C/2002Y1, ICQ/IAU,

http://cfa-www.harvard.edu/iau/Ephemerides/ Comets/2002Y1.html, em 9 de setembro de 2003.

[2] Roig, J.C., Orbitas, http:// usuarios.lycos.es/orodeno/Programas/Orbitas/ orbitas.htm

[3] Green, D.W.E., IAUC n° 8039, 29 de dezembro de 2002.

[4] Banco de Dados da Secção de Cometas/REA, http://www.geocities.com/ costeira1/cometa/

[5] Yoshida, S., Comet for Windows, v.1.0, http://www.aerith.net/

[6] Green, D.W.E., IAUC nº 8083, 27 de fevereiro de 2003.

[7] Marsden, B., MPEC 2003-G13, http://cfa-www.harvard.edu/iau/mpec/K03/ K03G13.html, 3 de abril de 2003.

[8] Shanklin, J., The Comet's Tale, Vol.10, nº 1, Abril de 2003.

[9] Kammerer, A., Analysis of currently observed comets - C/2002Y1 (Juels-Holvorcem), http://www.fg-kometen.de/C2002Y1/ 02y1eaus.htm, 7 de setembro de 2003.

[10] Yoshida, S., http://aerith.net/ comet/catalog/2002Y1/2002Y1.html, em 8 de setembro de 2003.

[11] Morris, C., http:// encke.jpl.nasa.gov/RecentObs.html, 5 de setembro de 2003.

Figura 6: Cometa C/2002 Y1 em 2 de agosto de 2003

06:09 - 06:30 TU, Schmidt-Cassegrain 36cm f/3.6 , 5 exposições de 2 minutos).

Os parâmetros fotométricos calculados com base nos dados da REA mostraram consistentes com os resultados de fontes internacionais, principalmente no que se refere a magnitude absoluta (Ho).

A descoberta abre uma nova perspectiva para os astrônomos amadores seguirem suas observações visuais ou usando CCD.

7. Agradecimentos.

À Paulo Cacella pela disponibilidade da imagem de 10 de maio de 2003.

Em especial à Paulo Holvorcem, não só pela histórica descoberta como pelo fornecimento de imagem e sugestões neste artigo.

Referências

P.Holvorcem



Um Estudo Fotométrico da Cefeida de Período Ultracurto HD 94033 (KZ Hya)

1 - Introdução

A existência de um pequeno grupo de variáveis Cefeidas com períodos de pulsação extremamente curtos (algumas horas apenas) é conhecida desde a década de 1930, a partir dos trabalhos de Cuno Hoffmeister. Inicialmente denominadas genericamente "Cefeidas anãs", ou "estrelas AI Velorum", sua terminologia evoluiu ao longo dos anos até aquela usada atualmente, que leva em conta a população estelar de cada espécime. Assim, todas as variáveis Cefeidas com períodos de poucas horas são hoje enquadradas, de forma geral, em uma classe conhecida como "Cefeidas de período ultracurto" e representadas pela sigla no idioma inglês USPC (Ultra Short Period Cepheids).

As USPCs, por sua vez, se dividem em dois subgrupos. A maior parte dessas variáveis pertence à População I - ou seja, são estrelas pertencentes ao disco galáctico e com altas metalicidades. Este primeiro subgrupo recebeu o nome de seu protótipo, sendo mais conhecido hoje como "variáveis Delta Scuti". As estrelas Delta Scuti são quase sempre dos tipos espectrais A ou F, possuem temperaturas efetivas entre 7000 (K e 8500 (K, luminosidades entre cinco e oitenta vezes a luminosidade solar, e massas entre 1.5 e 2.5 massas solares. Essas características determinam sua posição no diagrama H-R como pertencentes à faixa de instabilidade das Cefeidas clássicas - seja iniciando a queima de hidrogênio no núcleo na idade zero da sequência principal (ZAMS), seja numa fase pós-sequência principal, já na etapa de queima de hidrogênio nas camadas externas ao núcleo. Em suma, sua astrofísica já é razoavelmente conhecida atualmente. Entre as Delta Scuti típicas encontramos EH Lib, AI Vel, DY Her, RS Gru, BS Aqr, DE Lac e SS Psc.

Porém, na década de 1970, descobriuse que havia um segundo subgrupo, bem mais raro e intrigante que as Delta Scuti. Essas eram USPCs que possuíam características da População II - habitando assim o halo galáctico, os aglomerados globulares e as regiões mais antigas do disco. Além disso, sua metalicidade era baixa, como seria de se esperar de

Tasso Augusto Napoleão - REA / SP

objetos da Pop II. No entanto, surpreendentemente, elas eram estrelas relativamente jovens - muito mais jovens que os demais objetos típicos daquela população estelar. Para explicar esse comportamento anômalo, logo se imaginou que elas poderiam ser estrelas blue stragglers. Este nome é geralmente reservado às estrelas de aglomerados globulares que se encontram acima e à esquerda do ponto de inversão (turn-off point) da sequência principal do aglomerado; esse estranho posicionamento em relação à a sequência principal parece se dever a algum tipo de troca de massa que influenciaria suas trajetórias evolutivas - o que poderia ocorrer, por exemplo, se essas estrelas fossem binárias cerrradas. Embora essa ultima conclusão ainda não seja consensual, nos últimos anos mais e mais indicações significativas sobre a validade dessa teoria têm aparecido na literatura, incluindo-se a descoberta de diversas variáveis deste grupo entre as blue stragglers de globulares como Omega Centauri, M3, NGC 5466 e NGC 5053. Assim, foi apenas há poucos anos que se decidiu classificar essas raras Cefeidas de período ultracurto e características de População II como um subgrupo à parte, denominado variáveis tipo SX Phoenicis (SX Phe), segundo seu protótipo mais conhecido.

As variáveis SX Phe possuem os períodos mais curtos entre todas as pulsantes: desde 0.035 dias (nas estrelas de menor metalicidade), até 0.075 dias para as mais ricas em metais. A amplitude de suas variações em V vai desde menos de 0.05 magnitudes até 0.80 mag. Existe uma clara relação entre essas amplitudes e seus períodos: as de maior amplitude possuem períodos mais longos, e vice-versa. Uma relação períodoluminosidade pode assim ser definida, e sua mais recente versão (Mc Namara 1997) é utilizada no presente artigo. Apenas oito SX Phe "de campo" haviam sido catalogadas em fins da década de 1990, incluindo CY Aqr, SX Phe, DY Peg, XX Cyg, BS Tuc, BL Cam, SU Crt e KZ Hya. Pouco mais de vinte haviam sido identificadas em globulares, como os já citados acima.

Em virtude de sua raridade, da peculiaridade de suas características e das muitas incertezas que ainda cercam sua modelagem, as estrelas SX Phe apresentam interesse científico todo especial. Por essa razão, iniciamos há cerca de dois anos um programa de monitoramento das SX Phe austrais (que, como seria de se esperar, são as menos conhecidas entre elas). Nosso primeiro trabalho a respeito, cobrindo a variável CY Aqr, foi publicado no último Reporte REA. No presente texto, estudaremos a estrela HD 94033 (KZ Hydrae), descoberta há menos de trinta anos atrás. Como descrito adiante, as excelentes condições do sítio observacional escolhido desta feita (na região Norte do Chile, próximo ao CTIO) nos permitiram uma cobertura e uma precisão bem superiores às do artigo anterior. Em futuras edições do Reporte, novas estrelas da classe SX Phe estarão sendo apresentadas.

2 - Referências prévias

A variabilidade da estrela HD 94033 (A.R. 10h51m03s, Dec -25°22'00", equinócio 2000.0) foi descoberta acidentalmente em 1975 por Przybylski e Bessell, de Mount Stromlo and Siding Springs Observatories, no decorrer de um survey de estrelas de alto movimento próprio. Em seu extenso paper de descoberta (ao qual nos referiremos doravante apenas como PB79), esses autores demonstram que HD 94033 possui um período de 85 min 45 s, e uma amplitude visual de 0.8 mag (entre 9.47 a 10.26 mag). PB79 conclui ainda que a estrela é deficiente em metais por um fator de 30 em relação à metalicidade solar, e que se move em uma órbita altamente excêntrica e retrógrada em relação ao centro galáctico. Estas características converteram HD 94033 na primeira Cefeida de período ultracurto que comprovadamente fazia parte da População II.

Em 1985, foi publicado por Mc Namara e Budge, do Cerro Tololo Interamerican Observatories, um outro paper abrangente, cobrindo a fotometria e a espectrometria de HD 94033, (trabalho este a que nos referiremos doravante como MB85). Desde essa época, pouquíssimos têm sido os papers publicados sobre a estrela (que recebeu também a designação de KZ Hydrae no General Catalog of Variable Stars). Neste texto faremos uma revisão dessa literatura. Nota-se que ainda parece haver incertezas a respeito de diversos parâmetros da estrela, notadamente no que diz respeito a variações seculares em seu período de pulsação. Obviamente, mais trabalhos observacionais se fazem necessários.

3 - Trabalhos Observacionais

A série de observações de KZ Hya em que este trabalho se baseia foi efetuada pelo autor na noite de 03 de abril de 2003 (UT), no Observatorio Municipal Cerro Mamalluca, situado próximo à cidade de Vicuña, ao Norte do Chile (a cerca de 20 km do Cerro Tololo Interamerican Observatories, do Gemini South e do SOAR). Naturalmente, esse sítio é privilegiado, tanto em termos de transparência (MALE visual em torno de 7 mag na região do zênite), como de seeing (da ordem de 2 arcsec). Dessa forma, foi-nos possível monitorar a estrela continuamente durante oito horas consecutivas, cobrindo assim mais de cinco ciclos completos da estrela, sempre em condições perfeitamente fotométricas.

Como desejávamos um monitoramento simultâneo em duas bandas espectrais, preparamos um setup instrumental que consistia do telescópio Schmidt-Cassegrain Meade LX-200 de 305 mm abertura pertencente ao Observatório, e de um refrator Takahashi FS-78 de 78 mm abertura, acoplado a ele em piggyback. Duas cameras CCD idênticas, ambas de modelo SBIG ST-7E, foram acopladas a esses instrumentos, sendo cada uma delas interfaceada a um laptop - ambos utilizando o mesmo software de aquisição e sincronizados com o tempo Universal por meio de GPS. A guiagem foi automática, através de uma das cameras CCD. Os filtros usados foram os Johnsons-Cousins "research grade" V e R, também da Santa Barbara Instruments Group. Notese que nosso plano inicial era de fazer o monitoramento em B e V; porém, à última hora, percebemos que o único filtro B disponível apresentava-se danificado, e o substituímos assim pelo filtro R.

A estrela de comparação utilizada foi HD 93998 (V = 10.18, R = 9.8), a mesma usada por PB79 e que se localizava no mesmo campo CCD de KZ Hya em nossos dois instrumentos.

A redução fotométrica foi feita com o software "Astronomical Image Processing for Windows", ("AIP4Win") de Richard Berry e James Burnell, que já se havia demonstrado excelente em nossos trabalhos anteriores. Para as reduções posteriores e trabalhos gráficos foi usado o software AVE (Analisis de Variabilidad Estelar) desenvolvido por Rafael Barberá, do GEA da Espanha. As técnicas de redução foram as mesmas já descritas em nosso artigo anterior sobre CY Aqr.

Obtivemos um total de 1162 imagens CCD do campo de KZ Hya (622 em V, 540 em R), tendo cada uma delas 15 segundos de integração, e intercaladas entre si por um intervalo de cerca de 45 s em V e 50s em R (a pequena diferença se deve às diferentes velocidades de cache dos dois laptops). Para cada ciclo da curva de luz, portanto, conseguimos obter mais de cem pontos mais do que o dobro do numero mínimo de pontos tecnicamente considerado razoável para a obtenção de





Fig1a - Ciclo 1



uma boa curva. Desnecessário seria dizer que a excepcional qualidade dos céus chilenos foi um fator crucial para esse bom resultado.

4 - Fotometria: curvas de luz brutas

4.1- Curvas de luz em V

A figura 1 demonstra a curva de luz integrada para toda a noite de observação com o filtro V, após efetivadas as correções fotométricas pelo efeito da extinção atmosférica. Observe-se a perfeita reprodutibilidade de ciclo para ciclo, bem como a ausência de períodos secundários aparentes. Esta morfologia é semelhante à que ocorre com diversas estrelas desta classe (como CY Aqr), porém diferente

de outras (como SX Phe) que apresentam um ou mais períodos de batimento.

As figuras 1a, 1b, 1c, 1d e 1e permitem visualizar cada um dos cinco ciclos observados de forma individual. Ressalte-se a rápida ascensão para o máximo, além da existência de uma pequena ascensão de brilho logo após o mínimo primário - seguindo-se imediatamente a ela um mínimo secundário (cerca de 0.03 mag mais brilhante que o primário), antes do início da ascensão ao máximo. Este efeito já havia sido observado em KZ Hya por PB79 e também por MB85, nas suas respectivas curvas de luz em V.

Os máximos e os mínimos extraídos das curvas de luz individuais em V foram calculados utilizando o algoritmo de Kwee e Van Woerden, e são vistos na tabela abaixo:

Numa primeira aproximação, pode-se estimar que:

4.1.1 - A média dos cinco períodos calculados com base nos máximos V de cada ciclo, listados na tabela acima, tem um valor que chamaremos por ora de P1:

P1 = 0.059587 dias

Os desvios residuais

da média P1 em relação a cada um

dos períodos calculados pelos máximos estão entre - 0.000264 e +0.000479 dias.

4.1.2 - A média dos cinco períodos calculados com base nos mínimos V de cada ciclo, listados na tabela acima, tem um valor que chamaremos por ora de P2:

P2 = 0.059395 dias

Os desvios residuais da média P1 em relação a cada um dos períodos calculados pelos máximos estão entre -0.000880 e +0.000387 dias.

4.1.3 - A magnitude V de KZ Hya nos ciclos listados acima atinge cerca de 9.49 mag nos máximos, chegando a cerca de 10.29 mag no primeiro



Fig 16 -Ciclo 2

REA/Brasil - REPORTE Nº 11

≂latto Gidici3



mínimo (mínimo primário), e a 10.26 mag no secundário. A dispersão é levemente maior em torno dos mínimos que nos máximos.

4.2 - Curvas de luz em R

A figura 2 ilustra a curva de luz para toda a noite de observação com o filtro R, também após efetivadas as correções para a extinção atmosférica. De forma análoga ao ítem precedente, as figuras 2a, 2b, 2c, 2d e 2e mostram individualmente os cinco ciclos observados.

Embora a morfologia das curvas em R seja idêntica àquela observada em V, pode-se notar que a dispersão aqui é nitidamente maior, especialmente nas proximidades dos mínimos. Fatores instrumentais provavelmente colaboraram para esse efeito, bem como

a baixa altura da estrela sobre o horizonte após o quinto ciclo. Nas reduções vistas nos capítulos que se seguem, os pontos correspondentes a alturas sobre o horizonte inferiores a quinze graus foram desprezados, para evitar contaminação.

Os máximos e os mínimos extraídos das curvas de luz individuais em R foram calculados também pelo algoritmo de Kwee e Van Woerden, e são vistos na tabela abaixo:

Ainda numa primeira aproximação, nota-se que:

4.2.1 - A média dos períodos individuais acima indicados

atinge 0.059772 dias (quando calculada pelos máximos) e 0.059665 dias (pelos mínimos). Consideramos estes valores, entretanto, afetados de incerteza bem maior que aqueles já calculados em V, dada a maior dispersão encontrada nas curvas em R. Por este motivo, essas médias não serão utilizadas nos cálculos das secções que se seguem.

4.2.2 - HD 94033

atinge em R uma faixa de magnitudes entre 9.33 - 9.36 mag nos máximos. O fenômeno de duplo mínimo é também perceptível com o filtro R, porém aparenta ser mais suavizado; sua variação de ciclo para ciclo parece ser mais pronunciada, em parte devido à maior dispersão dos dados. A média dos

valores para os mínimos primários se encontra em torno de 10.02 mag, enquanto que para os mínimos secundários, está em torno de 10.00 mag.

Finalmente, podemos avaliar a amplitude da variação em R como em torno de 0.66 -0.69 magnitudes - claramente menor que a amplitude em V, que atinge 0.8 mag (valor este, aliás, coincidente com o encontrado por PB79).

5 - Periodograma e período mais provável

Para a determinação do período estatisticamente mais provável, utilizamos a técnica do periodograma de Scargle (1982), considerando-se 612 pontos medidos na curva V corrigida pela extinção, e realizando a busca do período entre os extremos iniciais



REA/Brasil - REPORTE Nº 11

Flg 16 Gida 6



de 0.059000 dias e 0.059999 dias, com um total de cem iterações.

Resultou desse cálculo o nosso valor estatisticamente mais provável para o período:

P = 0.059506 + - 0.000041 dias

Este será, portanto, o valor do período que consideraremos em todas as etapas que se seguem neste trabalho. A titulo de curiosidade, pode-se comparálo com os períodos aproximados (medidos ciclo a ciclo e vistos no ítem 4.1.1 e 4.1.2 acima): nota-se que nosso período encontra-se dentro do intervalo daqueles valores aproximados iniciais.

6 - Diagrama de fase

Para a construção do diagrama de fase de nosso período de observação, determinamos de início sua Época (ponto zero da efeméride, correspondendo ao primeiro máximo ou à fase zero). Isto foi feito através do ajuste, pelo método dos mínimos quadrados, de uma reta simples do tipo yMAX = y0 + NP, onde yMAXrepresenta os diversos máximos tabelados na secção 4.1, e P representa o período que determinamos acima através do periodograma. O intercepto y0 desta reta nos fornece a Época mais precisa, que corresponde à Data Juliana: DJ 2452732.557720. Neste cálculo, para maior precisão, omitimos o último máximo tabelado, que foi obtido quando a estrela já se encontrava relativamente baixa sobre o horizonte.

Dessa forma, nossa efeméride para a estrela HD 94033 pode ser escrita como: T = 2452732.557720 + 0.059506 N Finalmente, com base nessa efeméride, foi construído o diagrama de fase em V, que pode ser visto na Figura 3. A fasagem incluiu os 612 pontos da curva em V, usando naturalmente a Época e o período de nossa efeméride e com incrementos de 10E-06.

Podemos agora extrair interessantes conclusões deste diagrama:

A efeméride calculada representa bastante bem os ciclos da estrela nas datas observadas, e é perfeitamente compatível tanto com os diagramas de fase obtidos por PB79, como por MB85. Não são aparentes períodos secundários na

estrela. O desvio-padrão entre a "curva média" suavizada gerada pelo diagrama de fase e os 612 pontos de dados é de 0.014 mag, indicando assim uma razoável dispersão em nossas medidas.

Na morfologia da curva fasada, chama a atenção a ascensão muito rápida da estrela ao máximo visual - cerca de 23% do ciclo apenas. O mínimo primário se dá na fase 0.54, contra fase 0.58 em PB79. Esta diferença nos parece significativa, e possivelmente não se deva a uma simples incerteza observacional. Consideramos possível que ela esteja relacionada a alterações intrínsecas à estrela desde 1975 até 2003. O mínimo secundário ocorre na fase 0.76, curiosamente o mesmo valor obtido por PB 79. A amplitude de variação visual é de 0.80 mag, sendo o máximo de 9.49 mag e o mínimo de 10.29 mag. Estes valores se aproximam bastante dos obtidos por PB79, que mencionam também uma amplitude de 0.80 mag, mas entre 9.465 mag e 10.26 mag (aqui sim, provavelmente uma decorrência de diferenças instrumentais na fotometria).

7 - Indice de cor (V-R)

Na figura 4, apresenta-se a curva de luz suavizada e fasada para o índice de cor (V-R). Verificase que os máximos e mínimos coincidem, com boa aproximação, com aqueles da curva de luz em V. Em outras palavras, a estrela atinge seu índice de cor mais baixo aproximadamente nas épocas de máximo visual, e mais alto nas épocas do mínimo visual. Interpretando este resultado, podemos dizer que ela se torna mais azul (e portanto mais quente) nas épocas de máximo visual, situação essa em que seu raio atinge um valor menor (embora não necessariamente o mínimo, dada a



Fig 2 - Fotometria R de KZ Hya

Fig 2e - Ciclo 1



assimetria presente). Analogamente, nas épocas de mínimo visual, ela se torna mais vermelha e mais fria. Nessas situações, o raio é maior.

A amplitude da curva de (V-R) é de aproximadamente 0.20 magnitudes, variando desde cerca de 0.07 até cerca de 0.27. De forma geral, a situação é muito semelhante à da curva do índice de cor (B-V) apresentada em PB79 e também à curva em (b-y) apresentada em MB85. Nossas conclusões podem ser, claramente, consideradas semelhantes às daqueles autores. Também como ocorre na curva (B-V) de PB79, não está aparente na nossa curva em (V-R) o duplo mínimo evidenciado na curva visual.

8 - Cálculo dos parâmetros fisicos

Nesta secção, procuraremos calcular uma série de parâmetros físicos de HD 94033, a partir de nossos dados observacionais e de diversas relações astrofísicas conhecidas. Uma comparação é também feita com os resultados dos papers mais extensivos sobre a estrela exatamente os de PB79 e MB85, já mencionados aqui por diversas vezes.

Os seguintes parâmetros físicos de KZ Hya foram calculados com base em nossos dados: **8.1** Magnitude absoluta média Mv

- **8.2** Luminosidade média em unidades solares
- 8.3 Distância da estrela
- 8.4 Raio médio da estrela
- 8.5 Massa da estrela
- 8.6 Gravidade superficial

8.1 - Magnitude

absoluta média (Mv) : Para determiná-la, utilizamos uma relação empírica períodoluminosidade desenvolvida por Mc Namara em 1997 e específica para as estrelas da classe SX Phe. Obviamente, tanto PB79 como

MB85 adotaram equações diferentes. A relação P-L de Mc Namara pode ser expressa pela equação:

$$Mv = -3.725 \log P - 1.933$$

Utilizando nosso período P á visto no ítem 5 acima (P = 0.059506 dias), temos :

$$Mv = 2.63$$

Observe-se que este nosso valor é semelhante ao encontrado por PB79 (Mv = 2.61), através de dois processos distintos de cálculo. Da mesma forma, é compatível com a magnitude bolométrica calculada teoricamente por MB85 (Mbol = 2.6).



F g 20 Cizio 2

Fig 2d Ciclo J



8.2 - Luminosidade média : Pode ser calculada de forma imediata, considerando-se o Sol como padrão, através da equação:

M V, SOL - MV =
$$2.5 \log (L/LV, SOL)$$

Usando Mv calculado acima e o valor de 4.82 para a magnitude absoluta visual do Sol, resulta o valor de L, medido em luminosidades solares: L = 7.15 L SOL

8.3 - Distância de KZ Hydrae : Pode ser estimada através da equação do módulo de distância, considerando-se, naturalmente, a extinção interestelar ou avermelhamento (Av). Nessa equação, usaremos a média de todos os valores de magnitude aparente que medimos (V = 10.01) e a magnitude absoluta média, cujo valor calculamos acima. Devemos notar que nosso valor de V = 10.01 é precisamente o

mesmo encontrado por PB79, e também que Mv é quase exatamente o mesmo (2.63 neste trabalho, versus 2.61 em PB79). Isso significa que os resultados das distâncias serão também semelhantes, desde, obviamente, que seja adotado o mesmo valor de Av. Acreditamos que o ponto da extinção interestelar é interessante e merece uma discussão à parte.

A extinção interestelar Av pode ser estimada de diferentes formas. Uma delas é um processo fotométrico que leva em conta as diferenças entre os índices de cor (b-y) medidos na fotometria

REA/Brasil - REPORTE Nº 11

e seus correspondentes valores intrínsecos, usando-se uma calibração empírica proposta por Crawford (1975) e adotada por MB85, e em parte por PB79. Em nosso caso, por não dispormos de filtro azul, era evidentemente impossível fazer estas medições fotométricas. Porém, se adotarmos os valores de E (b-v) = 0.038 e E(B-V) = 0.051 encontrados por PB79 como válidos, teríamos para o avermelhamento o valor de Av =0.153. Nessas condições, a distância da estrela seria calculada por:

 $V - Mv = 5\log D -$

5 + Av

 $10.01 - 2.63 = 5 \log D - 5 + 0.153$

D = 278 pc (ou cerca de 906 anos-luz)

Como era de se esperar, este valor é praticamente igual ao obtido por PB79, que encontraram D = 282 pc. Situação semelhante ocorreria caso se adotasse o valor encontrado por MB85 para o excesso de cor E(b-y)=0.035: Pelas equações de Crawford, esse valor se traduziria em um excesso de cor E(B-V)=0.047, e consequentemente em uma extinção Av = 0.141. Repetindo o cálculo acima com essa nova premissa, a distância a partir de nossos dados se converteria em D = 280 pc.

Ou seja, se nos basearmos no processo fotométrico para a estimativa da extinção, a diferença se torna irrelevante com os dados de qualquer dos autores usados como referência. Uma situação bem distinta ocorreria, no entanto, se a extinção fôsse estimada a partir





das coordenadas galácticas da estrela (1 = 271.3, b = +30.02), e fazendo-se uso do banco de dados do NED (NASA Extragalactic Database - que por sua vez utiliza as equações de Schlegel et al (1998) para calcular o avermelhamento. Consultando o NED para nossa estrela, encontraríamos um excesso de cor E(B-V) = 0.100 mag, e em consequência o avermelhamento Av = 0.300. Claramente, os resultados agora serão mais discrepantes, o que se constata facilmente repetindo o cálculo através da equação do módulo de distância. O resultado é agora D = 260 pc (ou cerca de 848 anos-luz).

Está fora do alcance deste texto uma discussão mais aprofundada dos métodos de estimativa da extinção - que, como se sabe, se constituem numa das maiores dificuldades para a determinação das distâncias astronômicas. E, além disso, a diferença nos valores encontrados nada teria a ver com nossas medidas, mas apenas com o método específico empregado. Preferimos assim situar o valor da distância real entre os dois extremos (260 a 280 pc), o que pode ser considerada uma boa margem de incerteza.

8.4- Raio médio de KZ Hydrae : Pode ser estimado de forma aproximada pela teoria do corpo negro. Na equação abaixo, derivada dessa teoria, T

representa a temperatura efetiva da estrela (que foi avaliada em 7650 (K por PB79 através de cinco diferentes processos), Mv é a magnitude absoluta que calculamos acima, e a constante C, cujo valor numérico é 0.02, é introduzida para normatizar o valor do raio para unidades de raio solar:

$$Log R = 5700 / T - C - 0.2 Mv$$

Resultou para R o valor abaixo:

RMEDIO = 1.58 raios solares

8.5 - Massa de KZ Hydrae: Utilizamos para seu cálculo a equação de pulsação, vista abaixo. Nela, P representa o período fundamental (aquele que medimos); M e R são respectivamente a massa e raio médio da estrela (que acabamos de calcular); e Q é a constante de pulsação, cujo valor (segundo MB85) é de 0.031 dias, para estrelas da classe SX Phenicis:

$$M / R3 = (Q / P)2$$

Substituindo os valores obtidos, resulta para M :

M = 1.07 massas solares



8.6 - Gravidade superficial: calculada em cm2 / seg pela expressão da constante de gravitação de Newton, vista abaixo. Note-se que expressamos o resultado em log g, ao invés de g , por esta ser a forma como esse valor costuma ser indicado na literatura.

g = GM / R2

Substituindo os valores de M e R calculados e da constante de gravitação universal, temos:

Log g = 4.07

Uma comparação entre nossos resultados e aqueles obtidos por PB79 e MB85 é vista na tabela abaixo:

9 - Diagrama (O - C) e análise do período

Finalmente, iremos tentar nesta secção estudar o diagrama (O - C) de KZ Hya desde a descoberta da estrela em 1975 por Przybylski e Bessell. Note-se que a expressão (O - C) significa "Observado menos calculado". Esta é considerada a técnica mais eficaz para determinar se existem possíveis variações seculares no período de uma variável (por exemplo, se ela apresenta aumento ou redução ao longo de um intervalo de tempo extenso). Como a descoberta de KZ Hya se deu há quase trinta anos, nossa premissa foi de que, caso houvesse mudanças de período, estas pudessem ser detetadas neste intervalo de tempo.

Antes, porém, vamos lembrar que o período que obtivemos foi de (0.059506 + -0.000041)dias. O período originalmente calculado por PB79, que iremos usar para esta análise, era de 0.059510421 dias, com um desvio-padrão de 0.00000002 dias. Nota-se que, no que diz respeito ao valor central dessas medições, nosso valor é bastante próximo do de PB79 (a diferença foi apenas de -0.389 segundos, ou - 0.0074 %). Porém, no que diz respeito aos desvios-padrão, nossa incerteza instrumental é muitíssimo maior (cerca de 0.07% do período, versus 0.00003% do período para aqueles autores). Claramente isso é decorrente das limitações de nosso equipamento amador, quando comparadas às daqueles astrônomos profissionais (que usaram o famoso observatório de Siding Springs, na Austrália). Em função de sua maior incerteza, portanto, não utilizaremos o

período que obtivemos para comparações diretas quantitativas com aqueles dos outros autores da literatura.

Mas isso não impede que usemos nossos máximos de forma direcional, juntamente com aqueles determinados pelos diversos observatórios profissionais que monitoraram KZ Hya desde sua descoberta. É dessa forma que iremos construir o diagrama (O - C). Inicialmente pesquisamos todas as medidas de máximos feitas por profissionais desde abril de 1975 (nomeadamente, por PB79 em Siding Springs; MB85, em Cerro Tololo; Hobart et al 1985, no Observatório Nacional do México; Peña et al, 1987, no mesmo observatório; e Liu Yanying, 1991, no Observatório Astronômico de Beijing, na China). Adicionamos a essas medidas os nossos próprios máximos. Resultaram assim 94 máximos documentados, desde Abril de 1975 até Abril de 2003 (vinte e oito anos, portanto). A partir daí, subtraímos desses valores observados aqueles calculados (usando neste cálculo a efeméride original obtida por PB79). O diagrama (O - C) foi a seguir construído, plotando os resíduos (O - C) obtidos nas ordenadas e os valores de N (numero de ciclos desde a época inicial da descoberta) nas abscissas. O diagrama cobriu assim 171 677 ciclos completos da estrela, e o resultado pode ser visto na Figura 5.

Da análise do diagrama (O - C) pode-se concluir imediatamente que o período da estrela parece ser maior que o estimado por PB79. (Um período constante e igual aos estimado por aqueles autores seria representado por uma linha reta horizontal coincidente com o eixo das abscissas; e a declividade positiva que vemos na curva indica que o período estimado por PB79 deve ser menor que o período efetivo). Uma conclusão semelhante já havia sido sugerida como provável em MB85, e Liu Yanying et al (1991) mencionam um valor de 0.059511036 para o período, também significativamente maior que o de PB79.

A questão seguinte seria: o período estaria realmente aumentando com o tempo (ou simplesmente a medida inicial era incorreta e menor que a real) ? Acreditamos que a resposta seja que provavelmente KZ Hya esteja mesmo tendo um alongamento do período desde sua descoberta. Se o período inicialmente determinado fôsse mais curto que o período real (porém este fosse constante com o tempo), então o diagrama (O - C) deveria ser uma reta com declividade positiva. Ao contrário do que poderia parecer à primeira vista, a curva obtida para (O - C) não se ajusta bem a uma reta. Um ajuste melhor parece ser feito através de uma parábola, o que significaria que a taxa de variação do período com o tempo ((P/P) seria constante. Procuramos fazer este exercício e encontramos para ((P/ P), em média, um valor em torno de 2 x 10-8 / ano.

Porém a questão parece longe de ser assim simples, e menos ainda de já estar resolvida. Enquanto MB85 e Liu Yanying et al (1991) apresentam períodos mais longos que o original de PB79, por outro lado Hobart et al (1985) e Peña et al (1987) apresentam períodos mais curtos que os descobridores. Nossos resultados quanto ao período, como já citamos, não podem servir como comparação, em razão das limitações instrumentais. O período mais provável que encontramos (0.059506 dias) não pode ser considerado como referência, pelo elevado desvio-padrão relativo encontrado. À primeira vista, aliás, seu valor parece paradoxal com a hipótese de alongamento do período, pois ele é também mais curto que o de PB79. No entanto, quando consideramos seu desvio-padrão (+ - 0.000041). chegamos à conclusão que nosso resultado estatísticamente real poderia ser um valor tanto maior como menor que o de PB79 - e portanto infelizmente não é conclusivo.

Os resultados, por outro lado, parecem ser consistentes com o modelo proposto em 1986 pelo astrônomo chinês Jiang Shi Yang , do Observatório de Beijing (Pequim). Shi Yang notou que os valores de (O-C) nos máximos da estrela sofreriam uma variação regular e cíclica, com uma frequência de cerca de cada nove anos. Segundo aquele autor, isto seria uma indicação de que KZ Hya é na realidade um sistema binário, com período orbital da ordem de 90 anos. Caso comprovada no futuro, essa possibilidade seria um forte reforço para a hipótese de que todas as variáveis da classe SX Phe são sistemas binários.

10-Agradecimentos

Um agradecimento especial é devido aqui aos amigos Cristóvão Jacques, Carlos Colesanti e Pedro Ré, da REA, pela cessão de instrumental, pelas discussões sobre este projeto e pela inestimável colaboração para a aquisição das imagens de HD 94033 no Chile.

11 - Referências bibliográficas

Binney, J.; and Merrifield, M. : Galactic Astronomy, Princeton University Press, 1998.

Frolov. M.S., and Irkaev. B.N.: On the SX Phe-type Stars, IBVS 2462, 1984

Hobart, M.A., Peniche, R. and Peña, J.H. : Light maxima of the Delta Scuti Star hd 94033, Rev Mexicana de Astronomia e Astrofisica, 11, 19-21 (1985).

McNamara, D.H. : Luminosities of SX Phoenicis, large-amplitude Delta Scuti, and RR Lyrae stars, PASP 109, 1221-1232, (1997).



Fig 5 - Diagrama (O - C) segundo efeméride PB79

N (numero de ciclos)

McNamara, D.H., and Bulge, K.G. : A Photometric and Spectrographic Study of the Variable StarHD 94033, PASP 97, 322-327, (1985).

Napoleão. T. A . e Colesanti, C. : Fotometria CCD da variável de período ultracurto CY Aquarii, Reporte REA no. 10, (2002)

Nemec, J.; and Mateo, M: SX Phoenicis stars, PASP symposium proceedings, 64-76, (1990).

Peña, J.H, Peniche, R., Gonzalez, S.F., and Hobart, M.A. : Period Variations in SX Phe Stars: CY Aqr, DY Peg and HD 94033, Rev Mexicana de Astronomia e Astrofisica, 14, 429-430 (1987).

Przybylski, A. and Bessell, M. S., The Ultra Short Period Cepheid HD 94033, MNRAS 189, 377-385 (1979). Ostlie, D.A.; and Carroll, B.W.: An introduction to modern stellar astrophysics, Addison-Wesley Publ. Co., (1996).

Rodriguez, E.; Lopez de Coca, P.; Rolland, A.; Garrido, R.; and Costa, V. : Delta Scuti stars: a new revised list, A&A SS 106, 21-28, (1994).

Shi Yang, Jiang, The binary model of HD 94033 and the physical nature of dwarf Cepheids, 10th European IAU meeting proceedings, Vol 5, 333-335, 1987.

Yanying , Liu, Shi Yang, J. and Ming, C. : A Further Proof on the binary model of HD 94033, IBVS 3606, (1991)

Mínimos de Algumas Binárias Eclipsantes

Abstract

This paper shows times of observed minima of neglegted southern binaries by the authors.

1. Introdução.

Apresentamos uma lista de 13 binárias eclipsantes austrais pouco observadas e 51 datas de mínimos. Ao todo foram computadas 394 observações, sendo que 86 por cento foram tomadas por Alves e 14 por cento foram obtidas por Amorim. O objetivo de tais épocas é atualizar os elementos para cada estrela, facilitando as futuras observações visuais e fotoelétricas. Todos os valores foram obtidos usando o método das cordas bi-seccionadas.

2. Parâmetros Iniciais.

A Tabela 1 mostra as características de cada estrela: tipo, ascenção reta (2000), declinação, principal estrela de comparação usada nas estimativas visuais, época (2400000+) e período segundo a 4ª edição do General Catalogue of Variables Stars[1].

3. Mínimos Observados.

A Tabela 2 mostra as Datas Julianas dos mínimos observados e seu observador sendo que "Av" se refere a Alves, usando um newtoniano de 20cm e Avelino A. Alves - REA/SC

"Am" se refere a Amorim, usando um newtoniano de 14.3 cm. A coluna "Tipo" mostra se o eclipse observado é Primário (I) ou Secundário (II). Já a coluna F significa "Fotometria" e possui dados visuais (V. Os valores de O(C foram calculados usando os dados do GCVS.

4. Conclusão.

Verifica-se que os eclipses das estrelas GW Car, SS Cen, T Cir, RV Tel e RR TrA estão ocorrendo próximos das épocas calculadas com base nos dados do GCVS. Já os eclipses das estrelas SY Ara, LU Ara, DT Lup e RR Vel estão ocorrendo em épocas diferentes das previstas pelo GCVS, porém mostram-se consistentes com épocas mais recentes. Os eclipses da estrela BD Cen também mostram certa consistência com as épocas atuais apesar de pequenas discrepâncias no diagrama O(C. O comportamento dos diagramas O(C de TT Cru e FK Lup sugerem que tais estrelas estão sofrendo variação positiva em seus períodos ou que estes precisam de refinados, assim como o O(C de V Tuc merece maior atenção. Aconselha-se o contínuo monitoramento de tais estrelas para que seus elementos possam ser atualizados.

Referências

[1] Kholopov, P.N. et all. General Catalogue of Variable Stars. Moscow, 4th. edition, 1985.

Estrela	Tipo	AR	(200)0)	Deci	lina	ação	Comp.	Época	Período (d)
SY Ara	EA/SD	16	35	21	-54	45	18	TYC 8716-00404-1	25631.377	1.8566319942
LU Ara	EA/SD	17	23	47	-55	03	43	TYC 8732-00914-1	27987.54	2.3800299168
GW Car	EB/KE	09	36	23	-59	59	10	TYC 8597-00912-1	30291.0395	1.1289111376
SS Cen	EA/SD	13	13	38	-64	09	05	TYC 8998-02023-1	29552.475	2.4787192345
BD Cen	EA/KE	14	23	55	-59	51	36	TYC 8690-00898-1	28693.326	1.2011140585
T Cir	EA/SD	13	43	22	-65	28	17	TYC 9003-00382-1	29095.586	3.2984344959
TT Cru	EA/SD	12	24	29	-61	33	19	TYC 8975-03502-1	24264.52	2.9520099163
DT Lup	EA/SD	14	36	35	-51	24	50	TYC 8290-01048-1	27897.629	1.4531220198
FK Lup	EA/SD	15	20	08	-51	53	32	TYC 8306-01533-1	28367.23	3.3517649174
RV Tel	EA/DS	18	43	37	-51	37	47	TYC 8372-01678-1	18641.1876	8.32807827
RR TrA	EA/SD	16	18	22	-62	44	07	TYC 9041-01568-1	35629.36932	0.7130917311
V Tuc	EA/SD	00	51	47	-71	59	54	TYC 9138-01819-1	36139.142	0.8709164858

Estrela	DJ(2400000+)	Erro Tip	o F.	0-C	Obs
SY Ara	51368.506	0.001 I	v	+0.496	Av
	51394.510	0.001 I	v	+0.507	Av
	52053.602	0.001 I	v	+0.495	Av
LU Ara	49927.563	0.001 I	v	+0.907	Av
	50246.531	0.001 I	v	+0.951	Av
	50315.538	0.001 I	v	+0.937	Av
	50610.618	0.001 I	v	+0.894	Av
	50634.459	0.001 I	v	+0.934	Av
	50991.479	0.001 I	v	+0.950	Av
GW Car	52048.499	0.001 I	v	-0.045	Av
	52065.408	0.001 I	v	-0.070	Av
	52083.484	0.001 I	v	-0.056	Av
SS Cen	51392.510	0.001 I	v	+0.040	Av
	52044.418	0.001 I	v	+0.045	Av
	52081.604	0.001 I	v	+0.050	Av
	52101.441	0.001 I	v	+0.057	Av
BD Cen	51375.472	0.001 I	v	+0.308	Av
	51399.476	0.001 I	v	+0.290	Av
	51405.452	0.001 I	v	+0.260	Av
	52044.474	0.001 I	v	+0.290	Av
	52075.587	0.001 I	v	+0.174	Av
	52104.522	0.001 I	v	+0.282	Av
T Cir	50515.640	0.001 I	v	+0.020	Av
	50581.565	0.001 I	v	-0.023	Av
	50690.470	0.001 I	v	+0.033	Av
TT Cru	50538.687	0.001 I	v	+1.279	Av
	50609.559	0.001 I	v	+1.302	Av
	50990.487	0.001 I	v	+1.421	Av
DT Lup	52075.505	0.001 I	v	-0.621	Av
	52104.581	0.001 I	v	-0.608	Av
	52107.468	0.001 I	v	-0.627	Av
FK Lup	51320.525	0.001 I	v	+0.409	Av
-	52054.566	0.001 I	v	+0.413	Av
	52081.498	0.001 I	v	+0.531	Av
RV Tel	50279.569	0.001 I	v	+0.012	Av
	50687.645	0.001 I	v	+0.012	Av
	51012.481	0.001 I	v	+0.053	Av
RR TrA	52107.469	0.001 I	v	-0.024	Av
	52470.429	0.001 I	v	-0.028	Am
	52472.581	0.001 т	v	-0.015	Am
	52522.476	0.001 T	v	-0.036	Δm
	52790 609	0.001 T		-0.026	A. m.
	52790.609	0.001 1	· · ·	-0.028	Am
	52820.557	0.001 1		-0.028	Am
V TUC	30460.333 50200 400	0.001 I	V 17	+0.06U ⊥0 04⊑	ΑV λ
	JU07U.48U 50700 /05	0.001 -	v 	TU.U63	ΑV λ
	30770.633 51053 630	0.001 7	V 17	+0.063 +0 022	ΑV λ
	51141 205		۷ ت	+0.743	AV Av
BB Vel	50488 601	0.001 7	v U	+0.000	Δv
INT YEL	50514 545	0.001 7	v	+0.126	Av
	50538-662	0.001 T	v	+0.139	Av
			•		

Tabela 2

Observação Visual de X Cygni

Wesley O. Araújo e Alexandre Amorim - REA/SC

Abstract		Vmax = 5.8 e $P = 16.386$ dias
cepheid-star X	This paper shows observations of Cyg and some parameters calculation.	Segundo a relação Período- Luminosidade estabelecido por Leavitt (1912) temos:
1.	Introdução.	$\log P = \log 16.386$
astrônomo am de acompanha Araújo acomp de 2002 a Ago parâmetros físi de luz fasada (A observação de cefeidas permite ao ador obter resultados em poucos meses amento. Usando um binóculo 10x50, anhou a variável X Cygni entre Agosto sto de 2003 somando 67 observações. Os dados permitem calcular alguns cos de X Cyg bem como análise da curva Figura 1).	log P = +1.21 Para esse valor temos uma magnitude absoluta: $Mv = (4:8$ Aplicando a fórmula de distância: $m (Mv = 5 log d (5)$ Desenvolvendo,
2.	Análise da Curva de Luz.	d = 1318 parsecs ou 4297 anos-luz.
base nos dados	A curva da Figura 1 foi construída com s do GCVS[1]	Para efeito de comparação, X Cygni foi observada pelo satélite Hipparcos que obteve os seguintes valores:
HJDmax = 244	43830.387 + 16.386331 (E	Distância d = 680 (330 parsecs (2200 (1100 anos-luz)
ligeiramente aj sofre um atra Resultados obt um dos máxim aplicado às obs variação na pe trabalho de Te sofrendo um at se trata de uma de 23 anos. 3.	O máximo da curva de luz se situa pós Phase = 0.0 . A estrela possivelmente aso em relação aos dados do GCVS. tidos por Turner[2] et alli (1999) situam os em DJ = 2450253.618. Esse valor foi servações de Araújo e não houve grande osição do máximo da curva de luz. O urner também mostra que X Cyg vem traso de 1.46 segundos por ano. Mas não a grande variação significativa ao longo Cálculo da Distância de X Cygni.	Mv = (2.7 (1.1)Verifica-se que os dados calculados são maiores que os valores do Hipparcos[3]. No entanto vale ressaltar que a constelação de Cygnus é atravessada por um dos braços da Via-Láctea de modo que a absorção interestelar é mais pronunciada.4.Conclusão.Este trabalho mostrou que X Cyg não mostrou variação significativa na época do máximo brilho ao longo de 23 anos, usando dados do GCVS.
	As variáveis cefeidas têm sido muito	A experiência mostra também que o

utilizadas desde a década de 1910 para medir as distâncias cósmicas. No caso de X Cygni tem-se dois parâmetros fundamentais: a magnitude aparente máxima Vmax e o período P.

astrônomo amador pode obter alguns resultados

interessantes com base em seus próprios valores obtidos

das observações, até mesmo por meio de binóculos.



Figura 1

Referências.

[1] Kholopov, P.N. et all. General Catalogue of Variable Stars. Moscow, 4th. edition, 1985.

[2] Turner, D.G., Horsford, A.J. and MacMillan, J.D. Monitoring Cepheid Period Changes From Saint Mary's University. JAAVSO vol 27, 1999.

[3] Project Pluto. Guide7. http:// www.projectpluto.com , 1998.

Construção de um Heliostato

Sempre me dediquei à fotografia, quer seja quando jovem , como forma de sustento , quer já na meia idade quando me iniciei na astronomia. Sempre me encantaram as imagens, muito mais do que qualquer outro ramo da astronomia. Em 1997 conheci e me maravilhei com o observatório solar de Rogério Marcon , nele havia um Heliostato e fiquei entre assustado e apaixonado por aquele instrumento. Mais tarde conheci Paulo R. Moser e seu admirável trabalho sobre o Sol. Com ele aprendi um pouco de observação solar nas nossas conversas e atravéz da página solar da REA.

Comprei filtros Thousand Oaks II e Baader Planetarium e por algum tempo fotografei o Sol. O eclipse total de 1998, o novo ciclo solar, e as observações públicas que fazemos no Clube que presido, foram o estímulo que faltava para me lançar à aventura de construir meu próprio Heliostato para não só fotografar, mas para observar o Sol.

O heliostato é um instrumento simples que permite a observação do Sol por longos períodos de forma segura. Deve ser instalado preferencialmente, mas não obrigatoriamente, de forma fixa, de modo a facilitar a aquisição de imagens. É particularmente útil em observatórios para mostras públicas, palestras e estudo sistemático do Sol.

Há muito pouca literatura disponível, talvez devido a sua simplicidade, e os modelos que pesquisei eram voltados mais para a espectroscopia, usando instrumentos de focal longa e com aparato complexo, desta forma procurei aprender para simplificar ao máximo sua construção.

Um heliostato nada mais é do que um espelho plano montado numa estrutura que permite apontamento polar e movimento sincronizado com o Sol. A imagem assim obtida é capturada por uma luneta (ou mesmo um doubleto acromático) e projetada sobre um anteparo. O tamanho da imagem vai depender da distancia focal da luneta, da ocular empregada e da distancia da projeção.

José Carlos Diniz - REA,CARJ,CANF

Caso empreguemos um só espelho, o Sol sofrerá um movimento de rotação ao longo da observação, por isso optei pelo modelo de dois espelhos onde essa rotação não existe.

Neste modelo o espelho primário reflete a imagem solar para o espelho secundário que a envia a luneta. Os espelhos devem ser planos e de boa qualidade (1/8). O espelhamento torna a imagem mais brilhante, mas é possível prescindir dele.Utilizei dois espelhos de 10 cm de diâmetro feitos pelo Sr Weber (Araraquara, S.P.).

Uma outra observação importante é que a velocidade de acompanhamento deve ser a metade da velocidade sideral porque a cada movimento do espelho o raio refletido altera-se o dobro, desta forma o espelho primário deve dar uma volta completa a cada 48 horas.

Procurei utilizar na construção materiais simples e ao alcance de todos (fig 1) como madeira compensada, parafusos , dobradiças e rolamentos facilmente encontrados no mercado. Apenas uma dimensão é fundamental, no setor ,a distância entre o furo por onde passa o eixo principal e o sem-fim deve ser exatos 14,55 cm para que tenhamos a velocidade de deslocamento correta de uma volta a cada 48 horas. As outras dimensões das demais peças não são importantes e podemos adapta-las ao nosso gosto.

Na figura 1 ao lado temos a relação das peças:

- 1-Alumínio dobrado para sustentar o espelho primário
- 2-Discos de madeira para prender os espelhos
- 3- Parafuso motor. Prende o setor na placa de sustentação.
- 4- Dobradiça de latão.

5- Peça de latão dobrada para ajuste de altura.

6-Parafusos que forma os pés da montagem.

7- Pequenos cilindros de madeira que forma as cabeças



Figura 1

dos parafusos.

Além disso temos o setor, garfo do espelho secundário, placa de sustentação e rolamentos (2) de $\frac{1}{2}$ " de diâmetro.

O conjunto é montado sobre uma peça de madeira.

Há ainda uma pequena torre que sustenta o espelho secundário (fig 2) nela vemos:

1-Torre.



Figura 2

Temos um eixo de latão (fig 3) que passa por dentro dos rolamentos de esfera e que prende de um lado o setor do sem fim e do outro o espelho primário.

Esse eixo possui de um lado rosca de 3/ 8" e do outro 1/2". Duas arruelas de alumínio ajudam na fixação do suporte do espelho primário ao setor.

Escolhemos passar o eixo pelos rolamentos para dar um movimento suave e uniforme ao espelho e facilitar o posicionamento do espelho primário.



Figura 3

A figura 4 mostra o conjunto em fase de montagem.



Figura 4

Revendo velhas revistas S&T depareime com uma solução muito interessante para construção do sem fim, dobrar dois parafusos de latão de 1/4 " e 20 espiras por polegada e prende-los na parte de baixo do setor onde fizemos um sulco, (fig 5 e 6).



Figura 5



Figura 6

de U.

Uma mola mantém o acoplamento e facilita o reposicionamento do setor (figuras 7, 8 e 9).



Figura 7



А

Figura 8

Uso para o alinhamento um inclinometro, uma bússola e um nível de bolha Fig 12.

A torre que contem o espelho secundário permite-nos aproxima-lo e afasta-lo do espelho primário para obtermos a reflexão da imagem . Conforme a posição do Sol no Solstício ou Equinócio precisamos movimenta-la para obter a imagem a ser projetada.

Após posicionar o espelho primário com o motor em funcionamento, movemos o secundário até obtermos a reflexão e em seguida o movemos para direciona-la a luneta vista ao fundo junto a cúpula Figuras 13, 14.

O motor é síncrono e ligado a corrente elétrica atravéz de um variador de freqüência, o que permite acelerar e retardar o movimento da imagem. Observei que o conjunto sem fim ainda necessita de ajustes mas permite uma observação por tempo razoável (10 a 15 minutos) com poucas correções.



Figura 9



Figura 10

U m dado importante para o correto alinhamento polar é que o plano do espelho primário deve obrigatoriamente coincidir com o Pólo. O ajuste do Pólo se faz com a pequena peça de latão conforme ilustrado na figura 10 e 11. Embora simples é eficaz e permite alinhar-se com boa precisão.

No momento instrumento encontra-se em Pretendo testes. construir uma base sólida para recebe-lo desta forma facilitar a obtenção de imagens solares de modo mais confortável no interior da minha modesta cúpula e abrigado dos raios solares, podendo desta forma observa-



Figura 11

REA/Brasil - REPORTE Nº 11



Figura 12

As figuras 15 e 16 mostram o instrumento terminado.

Espero ter contribuído para despertar o interesse e motivação no estudo do Sol.

O heliostato é de grande importância para observatórios e associações por permitir de forma simples obter imagens de qualidade com conforto e a popularização do estudo do Sol.

Qualquer duvida estou a disposição em <u>diniz.astro@terra.com.br</u> ou na minha home page <u>www.astrosurf.com/diniz</u> .

Meus profundos agradecimentos a Rogério Marcon e a Paulo Roberto Moser pelos ensinamentos.



Figura 13

lo de forma longa e produtiva. A imagem refletida pelo secundário será projetada atravéz de uma luneta para um anteparo onde será observada. Cartas de Waldmeier foram impressas em transparência e são ajustadas as imagens (16 cm de diâmetro).

Adiantando ou atrasando a rotação do motor podemos fazer a imagem do Sol tocar as bordas da carta determinando assim a linha Leste e o Oeste e por conseqüência o Norte e o Sul, desta forma podemos posicionar a carta e saber em que setor as manchas estão , anota-las e segui-las com maior precisão. A imagem pode ser fotografada e uma animação mostrando a rotação das manchas é possível.



Figura 14

Este projeto é dedicado a memória de Jean Nicolini , mestre da observação e exemplo de paixão pela astronomia.

Astrofotografia & Câmeras digitais

Hoje em dia é uma cena muito comum, fotógrafos amadores usando câmeras digitais, estas totalmente automáticas, proporcionam bons resultados, além da visualização instantânea, se a foto não ficou boa, basta apagar. Realmente muito pratico!

Por quer não usar uma maquina destas para astrofotografia? Certamente uma maquina barata esta muito longe de uma câmera CCD, e os modelos mais baratos de maquinas digitais não possuem nem controle de exposição...realmente uma grande limitação...mas...para objetos brilhantes como a Lua, e, eventualmente planetas e eclipses um modelo simples de câmera digital pode ser bastante útil.

Tomamos como exemplo um modelo da Sony : Cybershot DSC-P30.

Este modelo possui resolução de 1.3 Mega pixels (1280x960), zoom óptico de 3x e zoom digital de 2x, ajuste de exposição automático, possui ainda na objetiva uma rosca de 37mm para acessórios como filtros, etc. (figura 1)



Figura 1

Mas...como usar uma maquina digital para astrofotografia? A primeira idéia que me vem a mente é fazer uma adaptação e usar o método afocal (neste método usamos o telescópio com a ocular e a maquina com sua objetiva, ou seja, fotografamos a imagem projetada pela ocular do telescópio).

Para fazer a adaptação eu usei um anel adaptador de 49mm para roscas de 37mm de diâmetro.

Willian Carlos de Souza - REA/SP



Figura 2

Este anel é facilmente encontrado no nosso mercado local.

Usei então uma ocular Sirius Plossl de 32mm (figura 2). Para "colar" a ocular no anel adaptador usei cola quente, desta maneira caso não queira mais usar o adaptador, a cola pode ser facilmente retirada. É possível usar também adesivo a base de silicone, mas este demora mais para secar.



Figura 3

Os telescópios usados com o conjunto câmera + adaptador + ocular foram um Meade ETX90-RA (figura 3), e um Newtoniano de 13.5cm F/5.

Realmente é uma adaptação muito simples, e que proporcionou bons resultados como podemos ver nestas imagens: Lua (figura 4), Júpiter (figura 5), trânsito de Mercúrio em 7 de maio de 2003



Figura 4

(figura 6), Eclipse total da Lua em 15/16 de maio de 2003 (figura 7), com imagens que foram publicadas no site da revista Astronomy e no SpaceWeather.com.

Mais imagens obtidas com a câmera digital e adaptador podem ser vistas em :

http://www.geocities.com/williansouza

http://www.spaceweather.com/eclipses/ gallery_15may03_page5.html

http://www.geocities.com/lunissolar2003/ eclipsetotal.htm



Figura 5



Figura 6

Então? Já sabe o que fazer com sua maquina digital ? Esta é apenas uma maneira de adaptar uma maquina digital para fotografia afocal, cada maquina possui uma particularidade...basta usar a imaginação !

Comentários e sugestões ?

Mande um email para: williansouza@yahoo.com



Figura 7

ÍNDICE

Dimensões da umbra durante o eclipse lunar total de 15-16 de maio de 200303
Espectroscopia de Eta Carinae no evento de 200311
A luminosidade do eclipse lunar total de 15-16 de maio de 200318
Observando asteróides/cometas com a técnica track and stack
Observações Visuais do Cometa C/2002 Y1 (Juels-Holvorcem)
Um Estudo Fotométrico da Cefeida de Período Ultracurto HD 94033 (KZ Hya)35
Mínimo de Algumas Binárias Eclipsantes48
Observação visual de X Cygni
Construção de um Heliostato



REA REDE DE ASTRONOMIA OBSERVACIONAL

ANO XV - DEZEMBRO DE 2003

