

REA/BRASIL

REDE DE ASTRONOMIA OBSERVACIONAL BRASIL

REPORTE N° 10

SETEMBRO / 2002

EDITORIAL

Nesta edição, começamos com um marco na astronomia amadora brasileira, e por isso capa desta edição, a descoberta da Supernova 2002BO em NGC 3190 por Paulo Cacella de Brasília. Esta descoberta mostra a capacitação da astronomia amadora brasileira em apresentar resultados práticos e, acreditamos, que é a primeira de muitas que virão. Sim, virão, porque os trabalhos observacionais atualmente em curso em muitos observatórios sérios pelo Brasil apresentarão resultados em breve.

Paulo Cacella nos brinda também com mais dois artigos de um trabalho de relevada competência que foi a confirmação da Nova SGR 2002 V4741 Sgr e a Detecção de Transiente de Raios X em XTE J0929-314.

Também temos a intrigante luz cinzenta de Vênus, em um artigo do estudo desenvolvido já por vários anos por Claudio Brasil, desde o início das atividades da REA.

A seguir, Paulo Holvorcem apresenta Observações Astrométricas de Asteróides e Cometas, 2000-2002, mais resultados de um trabalho sério desenvolvido por este grande observador, reconhecido e premiado internacionalmente.

E na área de cometas, a qualidade do trabalho de Alexandre Amorim sobre o Cometa Lee, sempre atuante e um exemplo de trabalho, haja visto que ele atua em várias áreas, como variáveis no artigo subsequente muito bem apresentado.

Tasso Napoleão e Carlos Colesanti nos apresentam um artigo de fotometria CCD onde estudaram a variável ultra-rápida CY-Aquarii.

E, finalizando, De Bellis em um artigo onde o processamento digital de imagens nos mostra como podemos eliminar a vinhetagem das imagens, ou seja, utilizar uma ferramenta que nos permite uniformizar a iluminação em uma fotografia qualquer.

Bem, só tenho a desejar a todos boa leitura e que aproveitem mais esta mostra do trabalho desenvolvido aqui em Terra Brasilis.

EXPEDIENTE

O Reporte nº 10 é uma publicação da REA/Brasil - Rede de Astronomia Observacional - Brasil, entidade amadora de âmbito brasileiro, que inclui com muita honra também associados de nossos países-vizinhos na América do Sul.

Os Reportes são distribuídos aos associados da REA/Brasil e a diversas entidades astronômicas amadoras e profissionais, no Brasil 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 (Brasília)

Antonio Padilla Filho (Rio de Janeiro)

Avelino Alves (Florianópolis)

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 =SN 2002 BO feita com LX-50 de 10 polegadas com CCD HX516 F/4. 10x10 segundos de exposição por Paulo Cacella.

Foto tirada na noite de 9.3.2002, um dia após o descobrimento. Ela é interessante porque apresenta as outras galáxias do campo e mostra como o brilho aumentou em apenas um dia.

Descoberta da Supernova 2002BO em NGC 3190

Paulo Cacella - REA/Brasília

Introdução.

Uma das maiores explosões que se tem notícia e a explosão de uma supernova, onde uma estrela de grande massa encontra o fim de sua vida. O fenômeno é relativamente raro, ocorrendo, em média, a cada 50 anos em uma galáxia espiral. A última ocorrência notificada em nossa galáxia foi feita por Kepler, no ano de 1607. Mais recentemente, em 1987 foi observada uma supernova na grande nuvem de Magalhães. O estudo dessa supernova, relativamente próxima, a cerca de 150.000 anos luz de distância, permitiu a compreensão de muitos dos processos que levam a esse gigantesco colapso. Em termos de astrofísica e cosmologia as supernovas do tipo Ia servem como parâmetros de medidas de distância, já que o seu brilho absoluto é mais ou menos definido.

Nos dias de hoje a busca de supernovas é feita por grupos de busca que fazem pesquisa automática de centenas de galáxias por noite e checam contra imagens dos mesmos campos obtidas anteriormente. Apesar de todas as descobertas serem feitas por acaso, é praticamente impossível, nos dias de hoje, que alguma seja feita por alguma pessoa sem nenhum procedimento de busca e com instrumentos de pequeno porte. Mas isso de fato aconteceu, provavelmente pela última vez. Estávamos observando o céu com um telescópio de 25cm e CCD na noite de 8 de Março de 2002 quando resolvemos, por razão puramente estética, fotografar o grupo de galáxias conhecido como Hickson 44, caracterizado pela diferente morfologia das galáxias que o compõem, na constelação do Leão, próximo a estrela dupla Gama Leonis. Apesar das limitações do equipamento, que permitiam um máximo de dez segundos de exposição, fotografamos o grupo e percebemos uma pequeníssima estrela, com magnitude 16.5 próxima ao núcleo da galáxia NGC 3190, a mais brilhante do grupo, e também conhecida como Arp 316.

A Descoberta .

Ao percebermos a pequena estrela suspeitamos imediatamente tratar-se de uma supernova, o que, sequer imaginamos, é que pudesse ser inédita. De posse da primeira imagem realizamos um conjunto de exposições de modo a garantir não se tratar de um objeto espúrio. Nesse ponto, a própria falta de qualidade da montagem para esse tipo de operação facilitou a checagem, já que a imagem variava de posição em dezenas de pixels a cada exposição. Checamos o site do IAU e as mais recentes IAUCs e percebemos que ainda não havia sido notificada. Usamos o programa Guide com a base de dados de asteróides atualizada e checamos que não era um asteróide identificado. Checamos através do MPCCheck e também não observamos nada. O passo seguinte foi notificar a IAU a respeito da possível supernova. É impossível sem a análise do espectro, garantir que trata-se de uma estrela supernova. Nesse caso a notificação sempre deve se referir a uma provável supernova. Fizemos a astrometria com o catálogo USNO SA2.0 e com o programa Astrométrica para Windows, versão Beta. Informamos a IAU e a rede VSNNet.

Duas horas depois, o Dr. Weidong Li, do projeto LOTOSS, redirecionou o telescópio KAIT, do Observatório de Lick, na Califórnia, e confirmou a descoberta. O acaso dessa descoberta é notável por diversos aspectos. A galáxia se achava bem posicionada para observação no hemisfério norte da Terra. Era inverno por lá, com noites maiores. Encontrou-se em um grupo freqüentemente observado pelas suas peculiaridades. A galáxia é próxima de nós, cerca de 60 milhões de anos-luz, provavelmente pertencendo ao superaglomerado de Virgem. A supernova foi descoberta cerca de três semanas antes do máximo, coisa também rara de acontecer. E ao final, nunca fizemos busca sistemática por esses objetos e sequer imaginávamos essa possibilidade.

A figura 1 apresenta a imagem da descoberta. Nela podemos notar a comparação com a imagem do POSS, chapa vermelha. A circular 7847 da IAU apresentou os dados.

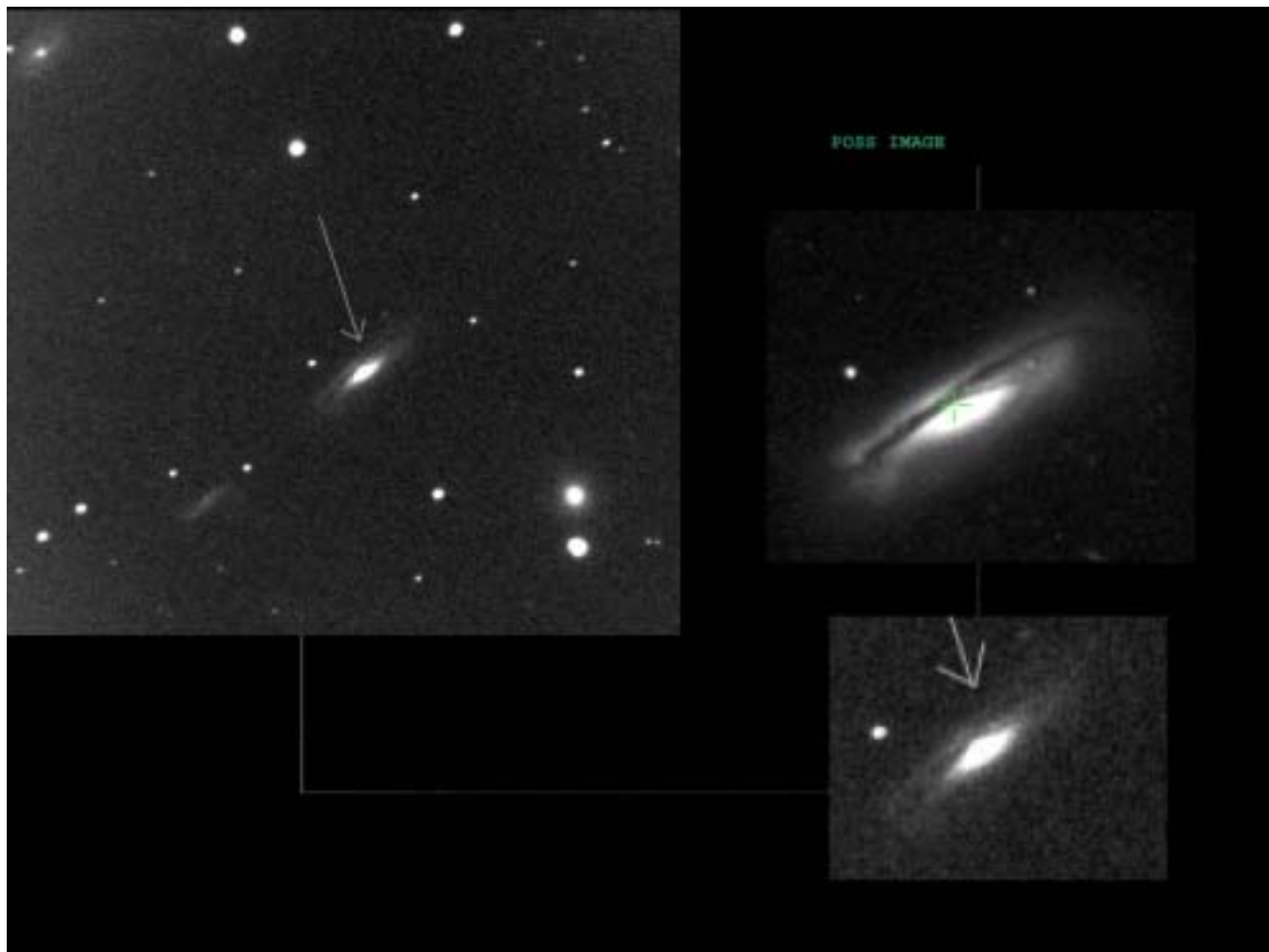


Fig. 1. Imagem da descoberta da supernova 2002BO em NGC3190, Imagem obtida com SCT 10" e CCD HX516, 6 exposições de 10 segundos em 9/3/2002 02:00UT.

*Circular No. 7847 Central Bureau for
Astronomical Telegrams INTERNATIONAL
ASTRONOMICAL UNION*

SUPERNOVA 2002bo IN NGC 3190.

The Central Bureau has received independent reports of the discovery of a supernova in NGC 3190 by Paulo Cacella, Brasilia, Brazil, on a CCD image taken on Mar. 9.08 UT with a 0.25-m reflector (at mag 16-17), and by Yoji Hirose, Chigasaki, Kanagawa-ken, Japan, on seven unfiltered CCD frames taken about Mar. 9.505 with a 0.25-m reflector (mag 15.5; communicated by S. Nakano, Sumoto, Japan). Nakano also forwards the following precise position, measured by Y. Kushida from an unfiltered CCD image taken by R. Kushida at Yatsugatake South Base Observatory on Mar. 9.604 (with SN 2002bo at mag 14.6) with a 0.40-m reflector: R.A. = 10h18m06s.51, Decl. = +21o49'41".7 (equinox 2000.0), or 11".6 east

and 14".2 south of the galaxy's center; nothing is visible at this location on the Digitized Sky Survey or on Kushida's numerous images of this galaxy dating back to 1995, including 2002 Feb. 14 (limiting mag 18). Hirose reported the new object to be 17" east and 23" south of the center of NGC 3190, and Cacella provided position end figures 06s.45, 40".2. W. D. Li, University of California at Berkeley, reports that SN 2002bo is present on a CCD image obtained with the Katzman Automatic Imaging Telescope on Mar. 9.4 at mag about 16; he provides position end figures 06s.52, 41".2. A KAIT image taken on Mar. 2.4 showed nothing at this position (limiting mag about 19.0).

Posteriormente descobriu-se tratar-se de uma supernova do tipo Ia, a mais brilhante de todas. Supõe-se ter origem em um sistema binário.

A figura 2 apresenta a imagem de confirmação do KAIT. Esse telescópio de 70cm de diâmetro é utilizado para busca automática de supernovas através do programa LOTOSS

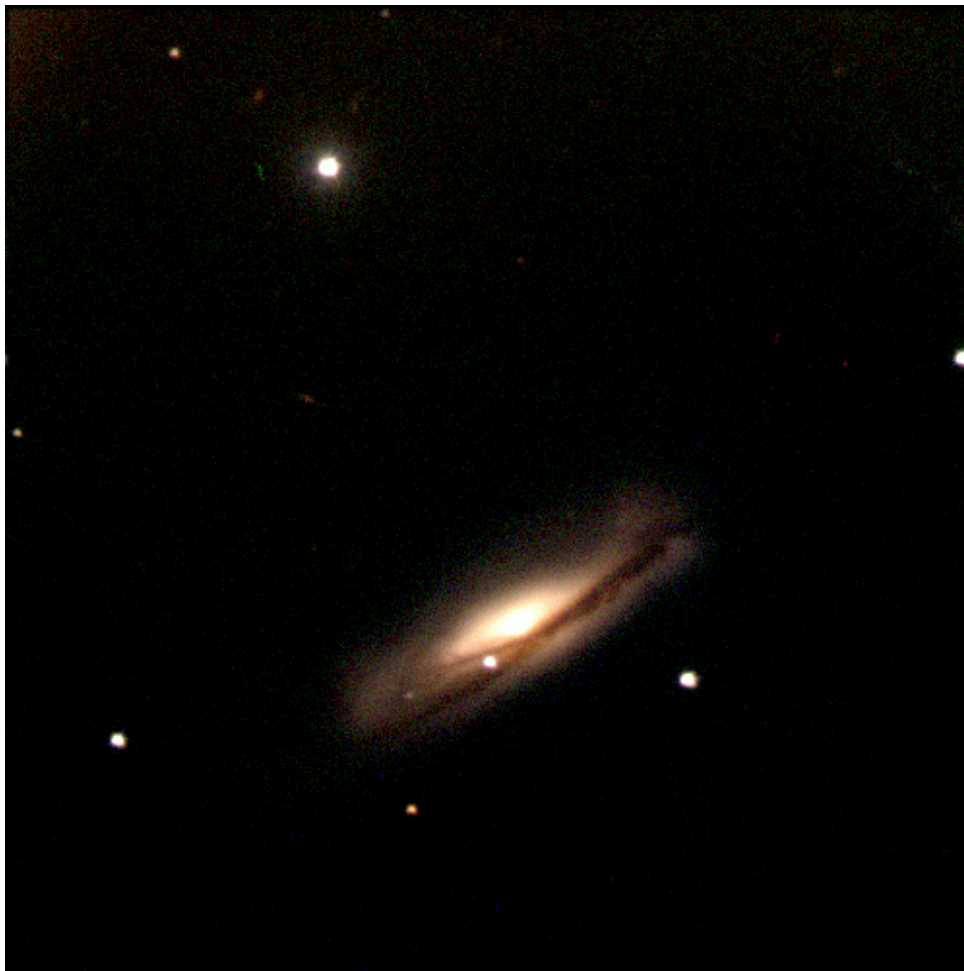


Fig. 2. Imagem da confirmação da descoberta da supernova. Imagem do telescópio KAIT, no Observatório de Lick.

Na figura 3 observamos imagem obtida três horas após a descoberta. Essas imagens são necessárias para se verificar se não se trata de nenhum objeto móvel, como asteróides.

Já na figura 4 observamos a supernova na noite seguinte de sua descoberta. É interessante notar o notável Ascenso de brilho que se observou. A supernova é do tipo Ia com grande avermelhamento provocado pela faixa de absorção. Caso ela estivesse posicionada mais favoravelmente poderia ter atingido a magnitude 12 e estar visível a pequenos

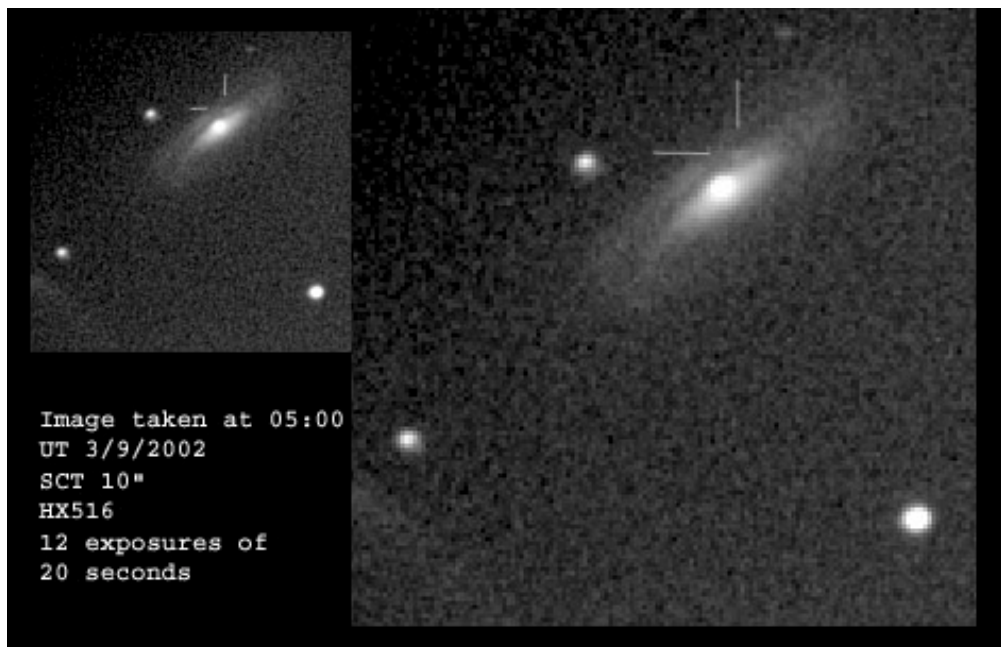


Fig. 3. Segunda imagem de confirmação obtida três horas depois da descoberta com 12 exposições de 20 segundos.

telescópios. Seu máximo brilho, entretanto, atingiu magnitude 13.7, limite de observação de refletores de 20cm de diâmetro.

Características Físicas e de Evolução.

A figura 6 apresenta a curva de Luz da supernova atualizada até o fim de Maio de 2002. Algumas circulares da IAU apresentaram detalhes do espectro da estrela e outras características físicas como vemos a seguir :

SUPERNOVA 2002bo IN NGC 3190.

H. Kawakita and K. Kinugasa, Gunma Astronomical Observatory (GAO); K. Ayani, Bisei Astronomical Observatory; and H. Yamaoka, Kyushu University, report that a low-resolution spectrum (range 380-750 nm) of SN 2002bo (IAUC 7847),

obtained on Mar. 9.6 UT with the GAO 0.65-m telescope (+ GCS), shows it to be a type-Ia supernova, about 2 weeks before maximum light. The continuum suggests that it is highly reddened. The expansion velocity derived from the Si II absorption minimum (rest 635 nm) is about 19 000 km/s.

S. Benetti, G. Altavilla, A. Pastorello, M. Riello, and M. Turatto, Osservatorio Astronomico di Padova; E. Cappellaro, Osservatorio Astronomico di Capodimonte; and T. Tomov and M. Mikolajewski, Torun, write: "Preliminary reduction of a spectrum (range 400-780 nm, resolution 2.5 nm) of SN 2002bo, obtained on Mar.

10.04 UT with the Asiago 1.82-m telescope (+ AFOSC), shows that it is a type-Ia supernova, about 10 days before maximum. The spectrum shows the strong P-Cyg profiles of Si II 635- and 596-nm over

a relatively red continuum. The spectrum resembles that of SN 1984A obtained 8 days before maximum light. The expansion velocity measured from the Si II absorption is 17 700 km/s."

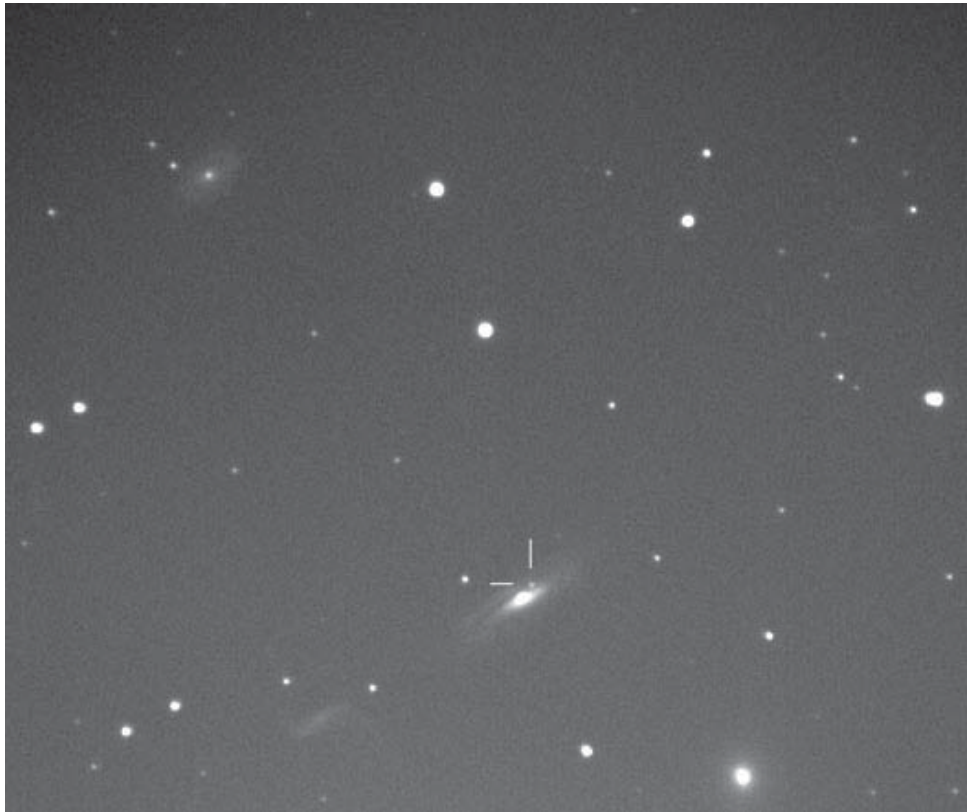


Fig. 4. Imagem da supernova no dia seguinte a descoberta, mostrando notável Ascenso de brilho.

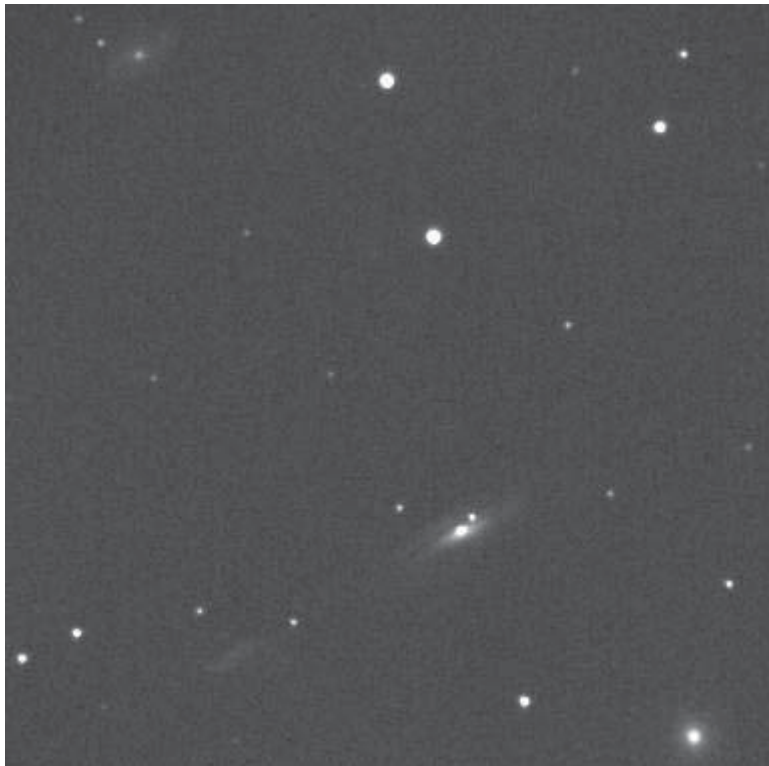


Fig. 5. Imagem da supernova no seu máximo, ocorrido por volta de 30 de Março, 22 dias após a descoberta.

SUPERNOVA 2002bo IN NGC 3190.

T. Matheson, S. Jha, P. Challis, and R. Kirshner, Center for Astrophysics, report that a spectrum (range 370-750 nm) of SN 2002bo, obtained by V. Hradecky on Mar. 10.25 UT with the Mt. Hopkins 1.5-m telescope (+ FAST), shows it to be a reddened and possibly peculiar type-Ia supernova well before maximum. Adopting the NED recession velocity of 1271 km/s for the host galaxy, the supernova expansion velocity is about 17 900 km/s for Si II (rest 635.5 nm). This expansion velocity implies an age of approximately 2 weeks before maximum, based upon comparison with values presented by Jha et al. (1999, Ap.J. Supp. 125, 73). The spectrum shows strong, narrow Na I D absorptions at the velocity of the host galaxy (0.3 nm EW). The Schlegel et al. (1998, Ap.J. 500, 525) dust maps indicate a Galactic reddening of $E(B-V) = 0.025$.

Several titanium absorption features appear stronger than usual, indicating that this may be a subluminous event similar to SN 1999by (see Garnavich et al. 2002, *Ap.J.*, in press, <http://xxx.lanl.gov/abs/astro-ph/0105490>).

SUPERNOVA 2002bo IN NGC 3190.

R. Chornock, W. D. Li, and A. V. Filippenko, University of California, Berkeley, report that inspection of CCD spectra (range 330-1000 nm) obtained on Mar. 11 UT with the Shane 3-m reflector at Lick Observatory reveals that SN 2002bo is a supernova of type Ia.

The Si II absorption near 585 nm is unusually strong, perhaps implying that the supernova is somewhat underluminous. However, the spectrum lacks the strong Ti II features typical of SN 1991bg-like objects (Filippenko et al. 1992, *A.J.* 104, 1543). The expansion speed of the ejecta,

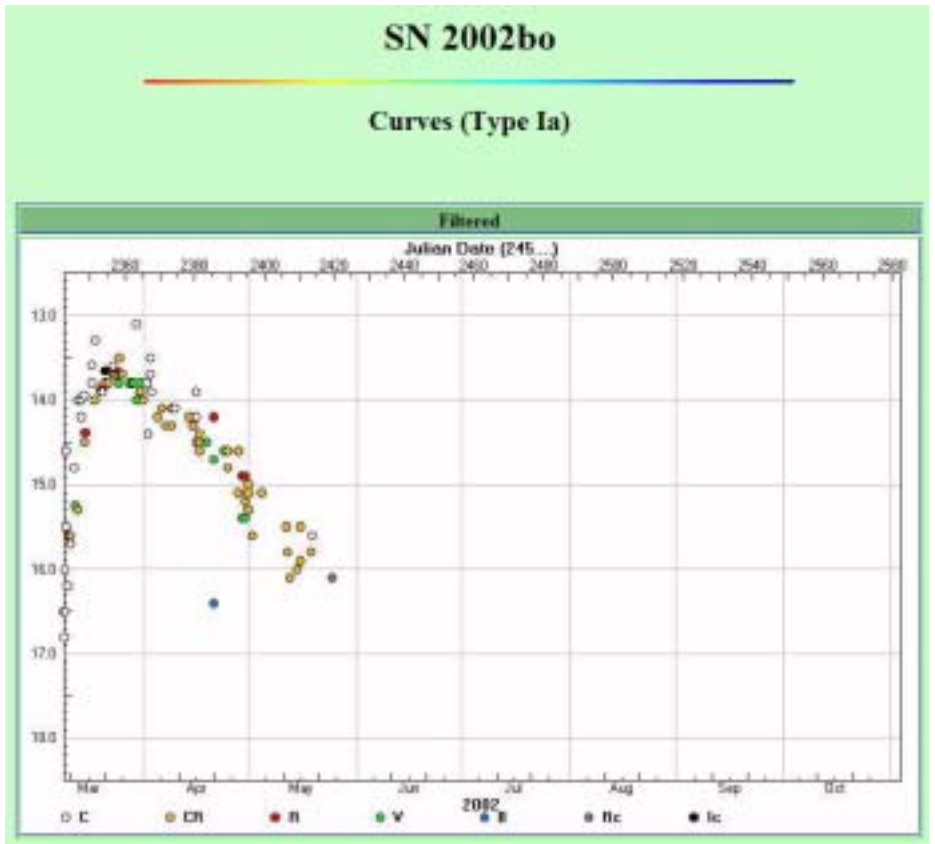


Fig. 6. Curva de Luz, conforme observações centralizadas no ISN, geradas pelo AUDE.

measured from the minimum in the Si II 635.5-nm trough, is about 16 000 km/s; such a high value suggests that the object is quite young.

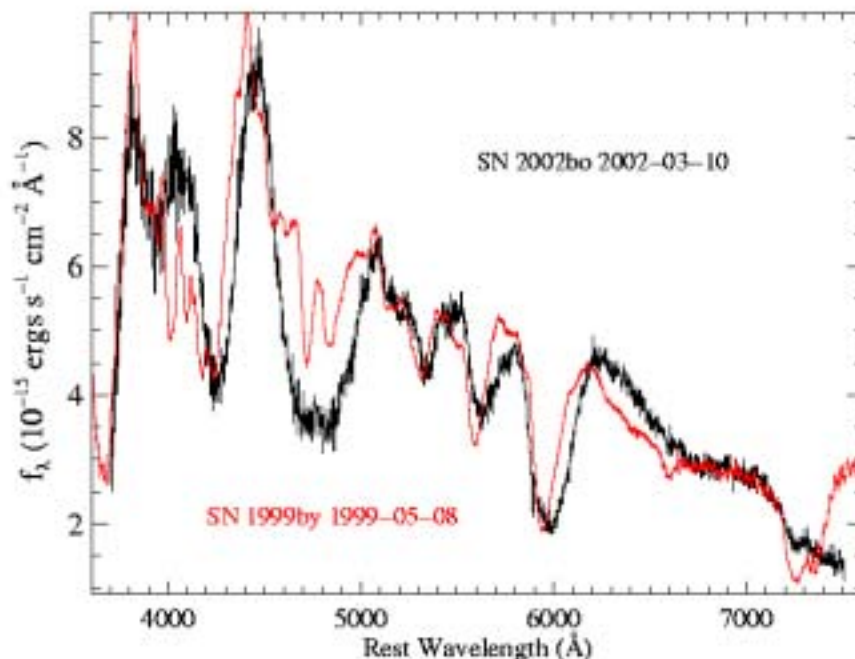
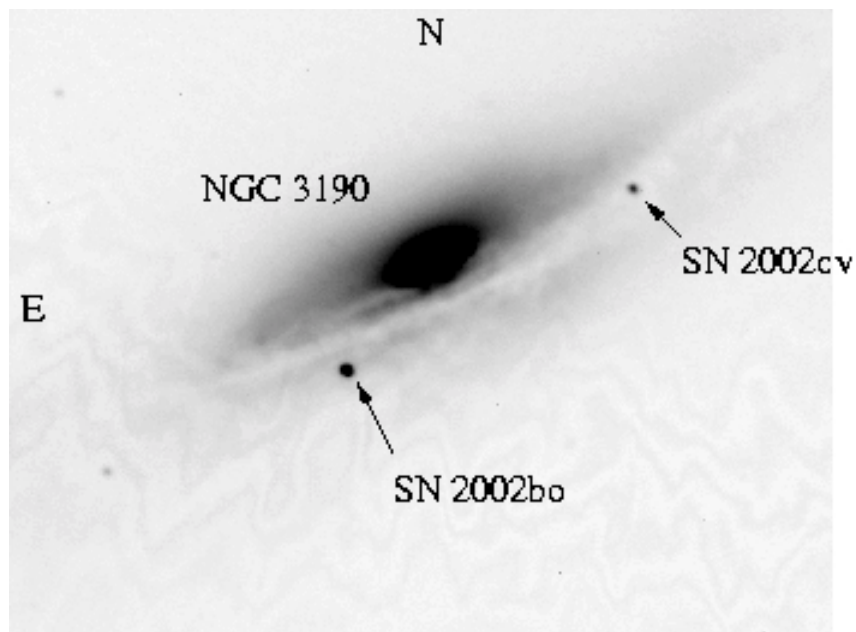


Fig. 7. Aqui vemos o espectro da supernova 2002BO comparado com a SN 1999by.



Fenômeno Raro.

Um fenômeno muito raro ocorreu no mês de Maio com o aparecimento de uma nova supernova na mesma galáxia, conforme podemos ver na figura 8:

Fig. 8. Fenômeno raríssimo. Duas supernovas na mesma galáxia, ao mesmo tempo. Descoberta pelo Observatório Campo Imperatore a SN 2002CV também foi descoberta dois meses depois na mesma galáxia. Essa supernova, entretanto, só era visível com telescópios infravermelhos, dado o severo avermelhamento de mais de 6 magnitudes causado pelo seu posicionamento na faixa de absorção da galáxia.

A Intrigante Luz Cinzenta de Vênus: Avanços Recentes e Resultados Observacionais

Cláudio Brasil Leitão Júnior - REA/São Paulo

Há cerca de 25 anos atrás, quando comecei a me interessar por astronomia e passei a ler tudo que caía em minhas mãos sobre o assunto, deparei com uma frase que muito me tocou “A Deusa do Amor esconde bem os seus mistérios”. A Deusa do Amor é uma referência ao Planeta Vênus, e a frase salientava justamente o fato desse planeta estar tão envolto em enigmas. Um desses fenômenos intrigantes é a luz cinzenta, um antigo mistério do Sistema Solar que permanece sem uma explicação satisfatória até hoje.

O fenômeno da luz cinzenta consiste numa baixa luminosidade observada na região não iluminada do planeta, similar ao que ocorre a nossa Lua. Foi observado pela primeira vez pelo astrônomo Giovanni Riccioli, em 1643 /1/. Desde então tem sido reportada com frequência, inclusive por observadores ilustres como William Herschel e Patrick Moore /2/.

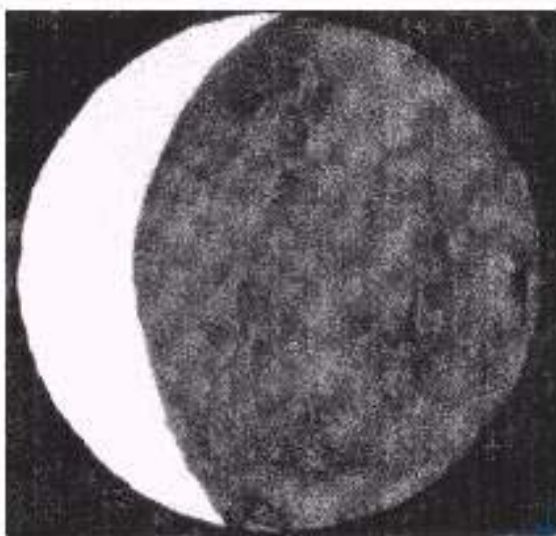


Fig. 1 - Luz Cinzenta em Vênus observada e desenhada por R.W. Middleton em 12/5/88 19:30 TU, refrator 12,7 cm e filtro W-44a (azul)

A luz cinzenta na Lua nos permite observar todo o seu contorno e a região escura apresenta uma fraca luminosidade. Isso pode ser observado constantemente em nosso satélite, em todas as lunações. Nesse caso, o fenômeno é atribuído à luz do Sol refletida pela Terra. Mas, como explicar o fenômeno no caso de

Vênus, que não possui satélites e nenhum outro corpo celeste em suas proximidades?

Diversas explicações foram sugeridas para o fenômeno. Um astrônomo alemão do século 19 sugeriu que a luminosidade seria oriunda das tochas de uma multidão de venusianos prestando homenagem a um novo monarca... /3/. No entanto, uma hipótese bem aceita, e que ainda merece estudos, é de que o fenômeno está relacionado com a atividade solar e seria causado pela entrada de partículas carregadas na atmosfera do planeta.

A luz cinzenta tem inquietado a comunidade científica a tal ponto que o fenômeno foi o alvo de um projeto da NASA, a agência espacial americana, que investiu US\$ 250.000 em um estudo realizado com o telescópio Keck I, de 10 metros de abertura, localizado no Havaí. O estudo foi conduzido pelos cientistas Tom Slanger and David Huestis, ambos químicos especializados no estudo da atmosfera superior /2,3/. Eles identificaram uma fraca luminosidade verde no lado escuro de Vênus, consistente com a emissão dos átomos de oxigênio. Sugeriram que o dióxido de carbono, em alta concentração na atmosfera, era quebrado, pela luz do Sol, em monóxido de carbono e oxigênio atômico. Os átomos de oxigênio eram carregados para o lado escuro pelos ventos de alta velocidade, onde emitiam uma luz verde ao se combinarem com oxigênio molecular. Esta emissão é bastante fraca e dificilmente seria detectada em telescópios de amadores. Desta forma, não pode explicar por completo o fenômeno da luz cinzenta.

Uma das características do fenômeno é sua esporadicidade. Muitas vezes é observado durante uma elongação por um astrônomo, mas não é observado por outro. Apresenta muitas vezes um caráter ilusório, deixando dúvidas no observador se é um fenômeno real ou um produto de sua mente. Duas semanas antes da conjunção inferior de Vênus em 1996, Jonathan Shnkin observou o planeta com um refrator de 20 cm e escreveu “Forte impressão da luz cinzenta, mas provavelmente psicológica”. No entanto, observando em 30 de maio com um refrator de 30 cm, teve “impressão de luz

cinzenta que desapareceu quando o limbo brilhante estava fora do campo”. Já no dia 4, observando com o refrator de 20 cm, foi mais positivo “luz cinzenta suspeita mesmo quando o crescente brilhante está ocultado” /4/.

Em 1988, Professor C. T. Russell, da Universidade da Califórnia e o Dr. John Phillips do Los Alamos National Laboratory realizaram um experimento no qual Vênus foi observado durante sua passagem pela conjunção inferior ocorrida no dia 13 de junho. Setecentas observações foram realizadas por 70 observadores em 6 países, utilizando telescópios de vários tipos e com aberturas de 5,08 a 91,5 centímetros. As observações cobriram um período de 120 dias antes e depois da conjunção inferior. Dessas observações, 190 (27,1 % do total) apresentavam registros positivos da luz cinzenta. /4/

Observações no Brasil.

Na Rede de Astronomia Observacional (REA) o problema da luz cinzenta foi estudado pela primeira vez em 1999, numa campanha que coletou 31 observações realizadas por três observadores no período de 21 de abril a 1 de agosto. A fase teórica de Vênus variou de 0,73 a 0,11 nesse período. A luz cinzenta foi registrada em 14 observações, que corresponde a 45,2 % do total (Tabela I). Dois observadores (esse autor e o colega Alexandre Amorim) registraram o fenômeno em boa parte de suas observações enquanto que o colega Frederico Funari não registrou o fenômeno em nenhum dia (Tabela II). Em sua observação do dia 21 de abril, Amorim registrou índice +2, o mais alto registrado até o momento, que corresponde a lado escuro nitidamente mais claro que o céu (veja na próxima seção como observar e registrar o fenômeno).

Tabela II: Resumo dos resultados por observador.

| OBSERVADOR | PORCENTAGEM POSITIVO |
|------------|----------------------|
| A. AMORIM | 75,00% |
| C. BRASIL | 57,14% |
| F. FUNARI | 0,00% |

A figura 2 abaixo apresenta o gráfico da variação da luz cinzenta em função da data Juliana.

Como observar a luz cinzenta.

Tabela I : Observações obtidas na elongação de 1999 em ordem crescente de data.

| OBSERVADOR | DATA | HORA | DJ (2451) | ESTIMATIVA |
|------------|----------|-------|-----------|------------|
| AL. AMORIM | 21/04/99 | 21:42 | 290.4034 | 2 |
| C. BRASIL | 23/04/99 | 21:22 | 292.3895 | 1 |
| AL. AMORIM | 23/04/99 | 22:00 | 292.4159 | 0 |
| C. BRASIL | 01/05/99 | 21:04 | 300.377 | 1 |
| C. BRASIL | 02/05/99 | 21:19 | 301.3874 | 0 |
| AL. AMORIM | 05/05/99 | 21:44 | 304.4048 | 1 |
| F. FUNARI | 10/05/99 | 21:00 | 309.3742 | 0 |
| F. FUNARI | 16/05/99 | 21:00 | 315.3742 | 0 |
| AL. AMORIM | 17/05/99 | 22:25 | 316.4332 | 0 |
| F. FUNARI | 22/05/99 | 20:50 | 321.3673 | 0 |
| F. FUNARI | 23/05/99 | 20:45 | 322.3638 | 0 |
| F. FUNARI | 24/05/99 | 20:55 | 323.3707 | 0 |
| C. BRASIL | 24/05/99 | 21:18 | 323.3867 | 1 |
| F. FUNARI | 26/05/99 | 21:00 | 325.3742 | 0 |
| F. FUNARI | 29/05/99 | 21:10 | 328.3811 | 0 |
| F. FUNARI | 30/05/99 | 20:50 | 329.3673 | 0 |
| C. BRASIL | 01/06/99 | 21:26 | 331.3923 | 0 |
| F. FUNARI | 03/06/99 | 20:40 | 333.3603 | 0 |
| C. BRASIL | 03/06/99 | 21:11 | 333.3818 | 1 |
| C. BRASIL | 09/06/99 | 21:21 | 339.3638 | 1 |
| C. BRASIL | 17/06/99 | 20:56 | 347.3714 | 0 |
| C. BRASIL | 17/06/99 | 21:28 | 347.3936 | 1 |
| C. BRASIL | 18/06/99 | 22:25 | 348.4332 | 1 |
| C. BRASIL | 21/06/99 | 21:35 | 351.3985 | 0 |
| C. BRASIL | 23/06/99 | 21:37 | 353.3999 | 0 |
| C. BRASIL | 24/06/99 | 21:30 | 354.395 | 0 |
| C. BRASIL | 27/06/99 | 21:38 | 357.4006 | 1 |
| AL. AMORIM | 29/06/99 | 21:40 | 359.402 | 1 |
| AL. AMORIM | 23/07/99 | 21:58 | 383.4145 | 1 |
| AL. AMORIM | 31/07/99 | 21:37 | 391.3999 | 1 |
| AL. AMORIM | 01/08/99 | 21:41 | 392.4027 | 1 |

Para se observar a luz cinzenta em Vênus e realizar um trabalho valioso não são necessários

Luz Cinzenta - 1999

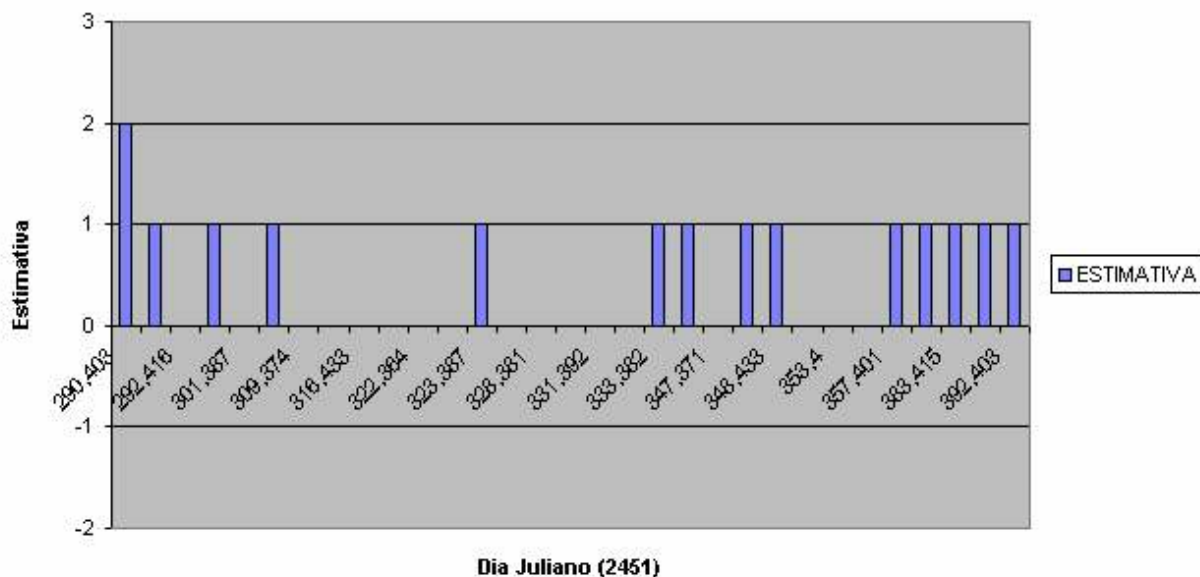


Figura 2: Gráfico da Estimativa x Dia Juliano para a elongação citeriana de 1999

grandes aberturas óticas. Estudos mostram que mesmo pequenos instrumentos podem ser usados com sucesso.

O melhor período para se observar é quando o planeta apresenta fase minguante, entre 80% iluminado e a próxima conjunção inferior, ocasião em que é visível em céu vespertino. Não observe o planeta durante o dia. Realize suas observações durante o crepúsculo civil e após o crepúsculo astronômico. Faça experiências com diversas oculares e diversos aumentos. Há evidências de que o fenômeno é melhor observado com baixos aumentos.

Não é indispensável, mas o ideal é que se utilize uma barra de ocultação para encobrir o lado iluminado do disco. Uma maneira simples de se fazer uma barra de ocultação é fixar um pedaço de papel encobrendo metade do campo da ocular.

No caso de observação de flashes ou brilhos esporádicos de curta duração, registre o horário (em TU) do início e do término do fenômeno. Deve ser registrada também a presença de outros fenômenos tais como a extensão das cúspides e irregularidades do terminador.

Quanto aos filtros, se você os tiver à disposição, faça a observação com e sem filtro. Registros de observação da British Astronomical Association (BAA) relatam o uso do filtro W-47 com sucesso /5/. O Sr. Robert W. Middleton, membro da BAA fez uma interessante observação em 12 de maio de 1988, com um refrator de 12,7 cm /4/. Ele observou Vênus com filtros W-25 (vermelho), W-15 (amarelo), W-58 (verde)

e W-44a (azul). Quando observou com o filtro azul notou o lado escuro levemente iluminado. Voltou a pegar os filtros anteriores, para comparar, e nada viu com os filtros amarelo, verde ou vermelho. Verificou isso várias vezes, e o mesmo fato se repetiu. Isso nos alerta da importância da utilização de um filtro azul.

Se quiser fazer um desenho do planeta, represente o mesmo com 40 mm de diâmetro e registre a hora (TU) do início e da conclusão.

Avalie a luminosidade do lado escuro de Vênus, segundo a escala abaixo:

| ESTIMATIVA | DESCRIÇÃO |
|------------|--|
| -2 | lado escuro muito mais escuro que o céu |
| -1 | lado escuro ligeiramente mais escuro que o céu |
| 0 | lado escuro com brilho igual ao do céu |
| +1 | lado escuro ligeiramente mais claro que o céu |
| +2 | lado escuro nitidamente mais claro que o céu |
| +3 | lado escuro muito mais claro que o céu |

Ao enviar sua observação, informe o seguinte: nome, telescópio (tipo/abertura/distância focal), seeing (1=péssimo, 5=excelente), aumento, data TU, hora TU, estimativa e se foi usado barra de ocultação e filtro colorido. Informe também as coordenadas geográficas do local que servirão para cálculo do horário dos crepúsculos e altura do Sol.

Mais observações são necessárias.

Apesar do recente interesse da NASA e do patrulhamento de Vênus pelo grande telescópio Keck I, observações contínuas do planeta são necessárias para um bom acompanhamento e melhor entendimento do fenômeno. Observações realizadas em todas as elongações ceterianas poderão ser comparadas com a atividade solar para se verificar a possível relação do vento solar com a luz cinzenta. As principais sociedades astronômicas do mundo, como a ALPO (American Association of Lunar and Planetary Observers) e a BAA (British Astronomical Association) mantém projetos de observação da luz cinzenta em Vênus. Na REA, este projeto está ativo desde 1999 e classificado como permanente.

Referências.

/1/ - Muirden, J. ; The Amateur's Astronomers Handbook - Harper & Row Publishers, 3a. edição, 1987.

/2/ - Gingrich, M & Myers E.; "The Paradoxal Ashen Light of Venus"; <http://www.eastbayastro.org>

/3/ - Davidson, K. - "Ashen light of Venus studied at Bay site" - <http://seti.sentry.net/archive/bioastro/2000/0087.html>

/4/ - Baum, R. M. - "The enigmatic Ashen Light of Venus: an overview"; J. Br. Astron. Assoc. 110, 6, 2000

/5/ - "The Story of the BAA Mercury and Venus Section" - http://www.julianbaum.co.uk/BAA_MV/MVHist.html

Observações Astrométricas de Asteróides e Cometas, 2000-2002

Paulo Holvorcem - REA/Valinhos

Introdução.

Desde o início de 2000, tive a oportunidade de realizar algumas campanhas de observação de asteróides e cometas em diferentes telescópios robóticos situados no Observatório Abrahão de Moraes, do IAG/USP (situado em Valinhos, SP), e no Tenagra Observatory (próximo a Patagonia, no sul do Arizona, EUA). No meu artigo publicado há 2 anos no Reporte 9 da REA, relatei uma série de desenvolvimentos ocorridos em 1999, os quais tornaram possível utilizar eficientemente telescópios robóticos situados em locais arbitrários com acesso à Internet:

* O planejamento de sessões de observação passou a ser realizado com o auxílio de programas que desenvolvi para a alocação do tempo de um telescópio automático entre os diversos objetos que se deseja observar, de forma a satisfazer várias condições desejáveis do ponto de vista observacional, e para o cálculo de efemérides topocêntricas precisas de corpos menores do sistema solar.

* A calibração e catalogação das imagens CCD obtidas passaram a ser efetuadas com um mínimo de intervenção humana por um programa que desenvolvi.

* A detecção de asteróides passou a ser efetuada empregando a capacidade de detecção automática de objetos móveis do programa PinPoint, desenvolvido por Robert Denny.

Estes progressos na área de software, juntamente com a disponibilidade de novos telescópios robóticos e de acesso de banda larga à Internet, permitiram que desde o início de 2000 eu e meus colaboradores obtivéssemos um número considerável de imagens, que em sua grande maioria foram analisadas e medidas nas horas seguintes ao término de cada sessão de observação.

Observações com o telescópio de 36 cm em Valinhos.

Em janeiro de 2000, começaram no Observatório Abrahão de Moraes (OAM) as observações regulares utilizando uma montagem robótica Paramount GT-1100 (adquirida com recursos fornecidos por um Gene Shoemaker NEO Grant da Planetary Society) e um telescópio Schmidt-Cassegrain de 36 cm (gentilmente emprestado por Carlos Colesanti). Em várias noites de 2000, pude contar com o auxílio do então aluno de doutorado do IAG, Júlio Camargo, para as tarefas de inicialização e desligamento do equipamento, estabelecimento da conexão à Internet no observatório, monitoração das condições do tempo, e resolução de eventuais problemas com o equipamento. Enquanto o telescópio de 36 cm trabalhava, Júlio observava com o círculo meridiano de 20 cm do OAM. Nestas noites, eu planejava as sessões de observação no início da noite em minha casa em Campinas, e utilizava um programa de FTP para transmitir os scripts contendo comandos para o telescópio. O mesmo programa de FTP era empregado para monitorar automaticamente um servidor no observatório, onde as imagens da noite eram armazenadas. Desta forma, as imagens eram recebidas em Campinas alguns minutos após serem obtidas. Em noites de tempo estável, eu dormia durante as observações, acordando no início do crepúsculo para verificar se todas as imagens tinham sido baixadas do servidor em Valinhos, e confirmar o desligamento do equipamento, feito pelo Júlio. O mesmo procedimento foi seguido em outras noites, quando o telescópio era operado por Marcelo Breganhola (aluno de graduação em Física na USP). Um caso de doença na família impediu Marcelo de observar em boa parte do ano 2000, mas felizmente a doença regrediu antes do final do ano, evitando a necessidade de uma delicada cirurgia. Em 2001, juntaram-se à equipe de observação o técnico Messias Fidêncio Neto, que tinha sido recentemente contratado pelo OAM, sua esposa Cleusa, os alunos de graduação Alberto Martins e Roberto Maluhy Jr. (Física/USP), e o diretor do OAM, Prof. Rama Teixeira.

A maior parte do tempo do telescópio tem sido dedicada à confirmação de NEOs e cometas recém-descobertos, ao acompanhamento de NEOs e cometas cujas órbitas precisam ser refinadas

| Objeto | Tipo | Diâmetro estimado (m) | Descoberto por | Observado em | Distância da Terra (UA) | Mag. | Taxa de Movimento (%/dia) |
|------------------------|---|-----------------------|---------------------|--|------------------------------|------------------------------|---------------------------|
| 2000 CM ₃₃ | Apollo | 250 | Catalina Sky Survey | 03/fev/2000 | 0.06 | 16.7 | 4.5 |
| 2000 FO ₁₀ | Aten | 1500 | LINEAR | 02/abr/2000 07/abr/2000 | 0.37 0.37 | 18.1 17.0 | 1.3 1.3 |
| 2000 EE ₁₀₄ | Apollo,PHA | 400 | Catalina Sky Survey | 05/abr/2000 07/abr/2000 | 0.05 0.05 | 16.7 16.3 | 4.5 5.5 |
| 2000 GX ₁₂₇ | Apollo | 1000 | Spacewatch | 14/abr/2000 26/abr/2000 02/mai/2000 | 0.57 0.54 0.54 | 19.0 18.5 19.0 | 0.6 0.8 0.8 |
| 2000 GQ ₁₄₆ | Amor | 1300 | LINEAR | 11/abr/2000 14/abr/2000 24/abr/2000 02/mai/2000 | 0.27 0.27 0.26 0.27 | 17.3 17.4 16.7 16.8 | 1.4 1.5 1.6 1.5 |
| 2000 GS ₁₄₆ | Amor | 1100 | LINEAR | 07/abr/2000 14/abr/2000 28/abr/2000 | 0.42 0.39 0.39 | 18.8 18.9 17.6 | 1.6 1.9 1.8 |
| 1999 KW ₄ | Aten,PHA | 2000 | LINEAR | 26/abr/2000 28/abr/2000 | 0.38 0.36 | 18.1 18.0 | 0.6 0.6 |
| 1999 VS ₆ | Apollo | 700 | LINEAR | 26/abr/2000 | 0.14 | 16.8 | 3.3 |
| 2000 HA ₂₄ | Apollo,PHA | 700 | LINEAR | 01/mai/2000 | 0.30 | 19.1 | 0.8 |
| 2000 CO ₁₀₁ | Apollo,PHA | 600 | LINEAR | 24/abr/2000 26/abr/2000 28/abr/2000 | 0.24 0.25 0.26 | 17.0 18.0 18.6 | 0.5 0.4 0.4 |
| 2000 GQ ₁₃₂ | Órbita instável em ressonância 2:1 com Júpiter | 1300 | NEAT | 28/abr/2000 | 0.59 | 18.0 | 0.9 |
| 2000 KE ₄₁ | Apollo | 1500 | LINEAR | 30/mai/2000 05/jun/2000 | 0.31 0.42 | 17.0 17.2 | 2.4 1.3 |
| 2000 LL | Amor | 700 | LINEAR | 05/jun/2000 | 0.19 | 17.2 | 2.7 |
| 2000 LB ₁₆ | Apollo,PHA | 700 | LINEAR | 08/jun/2000 11/jun/2000 13/jun/2000 16/jun/2000 | 0.19 0.17 0.17 0.17 | 17.6 17.6 17.6 17.6 | 4.2 5.1 5.4 5.2 |
| 2000 NM | Apollo | 3500 | L.Amburgey | 04/jul/2000 10/jul/2000 | 0.16 0.14 | 14.3 13.4 | 3.1 4.1 |
| 2000 OK ₈ | Aten | 400 | LINEAR | 01/ago/2000 08/ago/2000 20/ago/2000 | 0.17 0.16 0.16 | 17.5 18.5 17.6 | 1.3 1.5 1.4 |
| 2000 PG ₃ | Apollo | 2500 | LINEAR | 20/ago/2000 | 1.12 | 18.0 | 0.6 |
| 2000 PF ₅ | Amor; órbita instável em ressonância 2:1 com Júpiter? | 400 | LINEAR | 22/ago/2000 | 0.19 | 17.9 | 1.0 |
| 2000 PN ₉ | Apollo,PHA | 3000 | LINEAR | 22/ago/2000 25/ago/2000 | 0.93 0.90 | 18.0 17.8 | 0.7 0.7 |
| 2000 SY ₂ | Aten,PHA | 2000 | LINEAR | 21/set/2000 22/set/2000 27/out/2001 | 0.20 0.20 0.51 | 14.8 14.7 17.3 | 2.5 2.3 1.0 |
| 2000 SH ₈ | Apollo | 800 | LINEAR | 22/set/2000 24/set/2000 | 0.28 0.27 | 17.5 17.1 | 2.8 3.2 |
| 2000 TJ ₁ | Amor | 700 | LINEAR | 03/out/2000 | 0.22 | 17.0 | 2.9 |
| 2000 SP ₄₃ | Aten,PHA | 800 | LINEAR | 03/out/2000 | 0.13 | 17.9 | 1.7 |
| 2000 BJ ₁₉ | Apollo | 2500 | Catalina Sky Survey | 16/nov/2000 | 0.79 | 18.1 | 0.4 |
| 2000 WL ₁₀ | Apollo | 1100 | LONEOS | 03/dez/2000 | 0.19 | 16.7 | 2.8 |
| 2000 WO ₁₀₇ | Aten,PHA | 500 | LINEAR | 08/dez/2000 | 0.17 | 17.4 | 2.6 |
| 2001 HC | Aten | 700 | LINEAR | 02/mai/2001 | 0.23 | 17.5 | 1.6 |
| 2001 KU ₆₆ | Amor | 70 | Spacewatch | 01/jun/2001 | 0.02 | 18.1 | 13.3 |
| 2001 LM ₅ | Amor | 600 | LINEAR | 17/jun/2001 | 0.24 | 17.5 | 0.9 |

Tabela 1. Objetos mais interessantes observados com o telescópio de 36 cm no Observatório Abrahão de Moraes em 2000 e 2001.

Observações com o telescópio de 50 cm no Tenagra Observatory.

A instalação de um telescópio Ritchey-Chretien de 50 cm no Tenagra Observatory em outubro de 2000 motivou alguns desenvolvimentos adicionais do software mencionado anteriormente que realiza a alocação do tempo de telescópios automáticos. O novo telescópio de 50 cm foi instalado em uma cúpula automática, cuja geometria e velocidade de rotação teve de ser analisada e modelada matematicamente. Além disso, como o propósito principal do telescópio era a busca de supernovas realizada por Michael Schwartz em colaboração com a Universidade da Califórnia em Berkeley (um programa denominado LOTOSS), foi necessário desenvolver a capacidade de alocar tempo do telescópio a mais de um usuário em uma mesma noite, sendo que cada usuário tem necessidades observacionais distintas. Desta forma, tornou-se possível planejar

sessões de observação em que o tempo do telescópio era dividido entre buscas de supernovas e observações de corpos menores do sistema solar.

As primeiras observações de NEOs com o telescópio de 50 cm foram realizadas na segunda quinzena de dezembro de 2000. Em fevereiro de 2001, durante uma visita ao Tenagra Observatory, pude observar com o telescópio de 50 cm em 8 noites de bom tempo, durante as quais utilizei em média 50% do tempo do telescópio, o que correspondia a cerca de 150 imagens por noite. Durante este período foi possível confirmar praticamente todos os objetos listados pelo Minor Planet Center na NEO Confirmation Page, incluindo um objeto de magnitude 21, descoberto pelo programa Spacewatch. Foram também realizadas buscas de asteróides próximo à eclíptica, empregando exposições de 60 seg que atingiam uma magnitude limite em torno de 20. Apesar da área reduzida que era possível varrer a cada noite (o campo de visão era de apenas 8.5'), estas buscas produziram a descoberta de 38 asteróides, a maioria com magnitudes entre 19.5 e 20.5. A região acessível ao

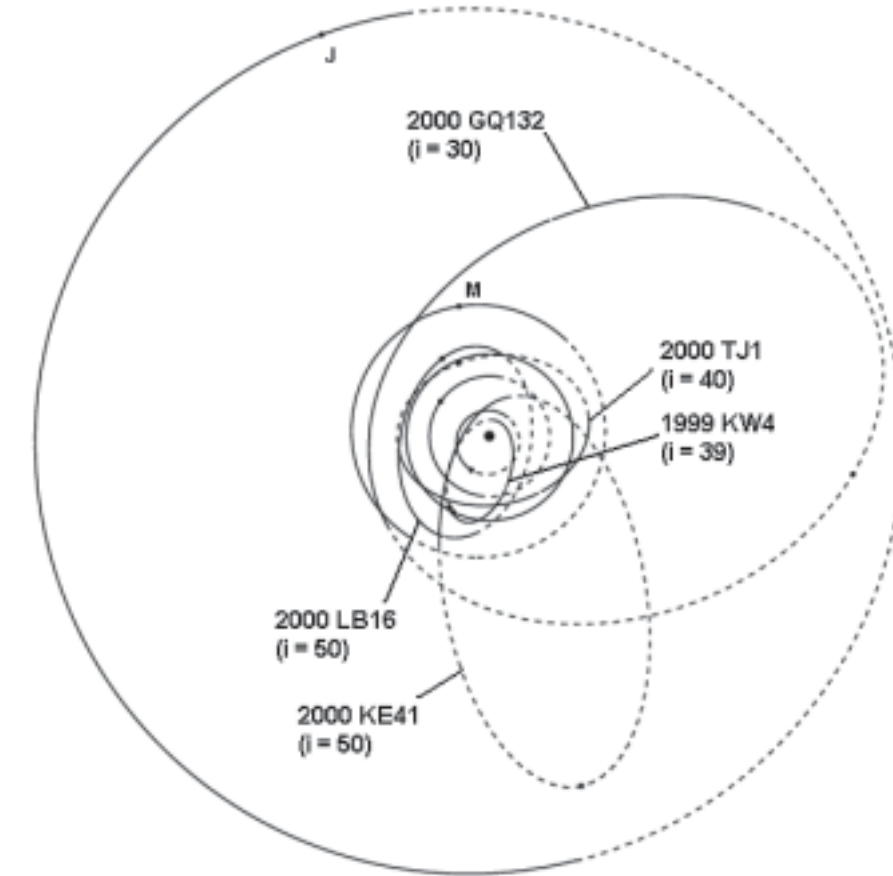


Fig. 1. Órbitas de alguns objetos observados com o telescópio de 36 cm em Valinhos em 2000. Os planetas e asteróides são mostrados em suas posições em 26 de maio de 2002. Em todas as figuras deste artigo, as órbitas são projetadas sobre o plano da eclíptica, e os trechos das órbitas ao norte e ao sul deste plano são indicados por linhas cheias e tracejadas, respectivamente. A inclinação da órbita de cada objeto (em graus) é indicada abaixo de sua designação.

(especialmente os objetos situados em declinações ao sul de -30°S , que os programas de busca no hemisfério norte não conseguem observar) e à busca de asteróides. O quebra-vento instalado em janeiro de 2000 mostrou-se bastante efetivo, de modo que apenas uma pequena fração das imagens foi afetada seriamente pelas fortes e freqüentes rajadas de vento no OAM. Em uma noite típica, eram obtidas de 120 a 180 imagens, com exposições sem guiagem de até 3 min de duração que atingiam uma magnitude limite de 18.5 a 19.0 sob as melhores condições. A magnitude limite é limitada pela poluição luminosa causada pela cidade de Vinhedo (incluindo eventuais canhões de luz, que parecem ter desaparecido nos últimos anos) e pela baixa sensibilidade do detector utilizado (Kodak KAF0400 com anti-blooming). As buscas de asteróides produziram a descoberta de 21 objetos em 2000, 16 dos quais já receberam números definitivos. Os objetos mais interessantes observados com o telescópio de 36 cm em 2000 e 2001 são listados na Tabela 1, e as órbitas de alguns objetos selecionados são mostradas na Fig. 1.

telescópio de 50 cm em um diagrama de magnitude vs. taxa de movimento é mostrada na Fig. 2.

Durante a visita ao Tenagra Observatory, sugeri a Robert Denny que fizesse algumas modificações no algoritmo de detecção automática empregado em seu programa PinPoint, a fim de evitar situações em que um asteróide facilmente visível não era detectado pelo algoritmo. Entretanto, após a implementação destas mudanças, restava outro problema: quando os parâmetros do algoritmo de detecção eram ajustados de modo que os objetos de brilho mais fraco fossem detectados, um grande número de objetos espúrios era também detectado pelo algoritmo, tornando a triagem destas detecções falsas um processo tedioso e demorado. Estes objetos espúrios tinham sempre brilho muito fraco e altas taxas de movimento (objetos com estas características extremas seriam na realidade indetectáveis). Nos meses seguintes, construí um critério de detecção que levava em conta simultaneamente a magnitude e a taxa de movimento de um objeto, e a relação entre magnitude limite e tempo de exposição para uma dada combinação de telescópio e câmera CCD. Denny implementou este algoritmo na versão atual do programa PinPoint, e os resultados foram bastante satisfatórios: as detecções falsas do tipo mencionado foram quase que totalmente eliminadas. Uma demonstração impressionante do uso do novo algoritmo de detecção foi a descoberta de mais de 400 asteróides por W. Yeung em setembro de 2001, usando simultaneamente três telescópios de 45 cm no sul do Arizona. Alguns tipos de detecções falsas permanecem, em particular “asteróides” espúrios que são por vezes detectados movendo-se sobre imagens de estrelas brilhantes. Espero desenvolver um critério para eliminar este tipo de detecção espúria em um futuro próximo.

Após a minha volta ao Brasil, continuei observando NEOs com o telescópio de 50 cm até maio de 2001, um pouco antes do início da estação de chuvas

no Arizona. Neste período, utilizei 10% do tempo do telescópio em algumas dezenas de noites de observação, o que permitiu confirmar grande parte dos objetos listados na NEO Confirmation Page, descobrir alguns asteróides e acompanhar por alguns meses os objetos descobertos em fevereiro de 2001. Os objetos mais interessantes observados com o telescópio de 50 cm são listados na Tabela 2, e as órbitas de alguns objetos selecionados são mostradas na Fig. 3.

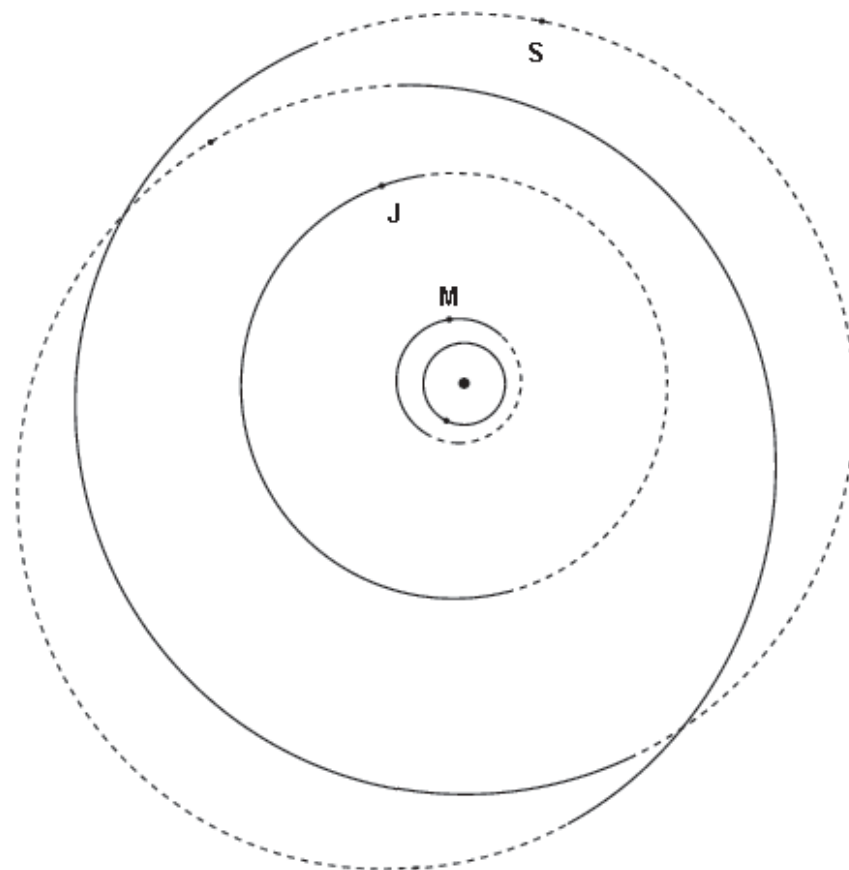


Fig. 2. O gráfico acima mostra uma amostra representativa das detecções de asteróides realizadas com o telescópio de 50 cm no Tenagra Observatory entre fevereiro e maio de 2001, incluindo algumas das detecções mais difíceis. A taxa de movimento dos asteróides é denotada por v . A linha cheia é uma aproximação simples do limite de detecção do equipamento no sítio em questão.

Observações com o telescópio de 36 cm no Tenagra Observatory.

Em março de 2002, utilizei o telescópio Schmidt-Cassegrain de 36 cm do Tenagra Observatory (montado sobre uma Paramount GT-1100S) em 10 noites para confirmação e acompanhamento de NEOs e cometas (60% do tempo do telescópio), e também para buscas de asteróides (40% do tempo). Estas buscas produziram a descoberta de 9 objetos do cinturão principal, com diâmetros estimados entre 1 e 9 km. Exposições de 120 seg atingiram uma magnitude limite em torno de 19.5 sob boas condições de observação. Os

| Objeto | Tipo | Diâmetro estimado (m) | Descoberto por | Observado em | Distância da Terra (UA) | Mag. | Taxa de Movimento (%/dia) |
|--|-----------------|-----------------------|----------------|--|------------------------------|------------------------------|-----------------------------|
| 2000 YG ₂₉ | Apollo,PHA | 700 | LONEOS | 24/dez/2000 26/dez/2000 | 0.12 0.14 | 17.8 18.4 | 2.7 2.2 |
| 2000 YJ ₂₉ | Apollo | 2100 | LINEAR | 24/dez/2000 26/dez/2000 | 0.49 0.47 | 18.7 17.5 | 1.6 1.8 |
| 2001 CK ₃₂ | Aten | 700 | LINEAR | 15/fev/2001 20/fev/2001 | 0.11 0.11 | 17.0 17.1 | 2.2 2.2 |
| 2001 CP ₃₆ | Aten | 70 | LINEAR | 16/fev/2001 19/fev/2001 21/fev/2001 22/fev/2001 | 0.02 0.01 0.01 0.02 | 17.8 14.3 17.4 17.0 | 5.9 19.8 20.0 14.1 |
| 2001 CQ ₃₆ | Aten | 130 | LINEAR | 16/fev/2001 20/fev/2001 | 0.05 0.07 | 18.2 17.7 | 1.2 0.8 |
| 2001 DR ₈ | Apollo | 700 | Spacewatch | 17/fev/2001 19/fev/2001 | 0.97 0.98 | 19.8 20.1 | 0.5 0.5 |
| 2001 DQ ₈ | Apollo | 1100 | LINEAR | 17/fev/2001 19/fev/2001 27/fev/2001 | 0.55 0.58 0.71 | 18.3 18.5 18.9 | 1.1 1.0 0.7 |
| 2001 DT ₈ | Amor | 500 | LINEAR | 19/fev/2001 | 0.32 | 19.4 | 2.3 |
| 2001 DG ₄₇ | Amor | 100 | LINEAR | 20/fev/2001 21/fev/2001 | 0.12 0.12 | 19.5 19.7 | 2.7 2.5 |
| 1996 XB ₂₇ = 2001 DJ ₄₇ | Amor | 170 | Spacewatch | 20/fev/2001 | 0.20 | 19.4 | 0.3 |
| 2001 DO ₄₇ = Wind | Sonda espacial | ? | Spacewatch | 20/fev/2001 22/fev/2001 | 0.004 0.004 | 16.3 16.5 | 5.1 6.4 |
| 2001 BA ₄₀ | Apollo | 900 | NEAT | 22/fev/2001 | 0.32 | 18.1 | 0.72 |
| 2001 EC ₁₆ | Apollo | 160 | NEAT | 18/mar/2001 | 0.04 | 15.6 | 3.2 |
| 2001 ED ₁₈ | Aten | 50 | LINEAR | 18/mar/2001 | 0.03 | 17.3 | 7.0 |
| 2001 FB ₇ | Amor | 700 | LINEAR | 20/mar/2001 | 0.29 | 17.7 | 1.2 |
| 2001 FD ₇ | Alta inclinação | 4000 | LONEOS | 20/mar/2001 | 1.37 | 18.8 | 0.44 |
| 2001 FE ₇ | Amor | 80 | LINEAR | 21/mar/2001 | 0.08 | 19.0 | 2.5 |
| 2001 FF ₇ | Amor | 1200 | LONEOS | 20/mar/2001 09/mai/2001 | 0.47 0.64 | 18.5 19.1 | 1.8 0.61 |
| 2001 HC | Aten | 700 | LINEAR | 17/abr/2001 | 0.16 | 15.7 | 3.0 |
| 2001 HA | Apollo | 1300 | LINEAR | 17/abr/2001 28/abr/2001 29/abr/2001 | 0.37 0.52 0.54 | 18.1 18.3 18.0 | 2.4 1.4 1.3 |
| 2001 HW ₇ | Amor | 300 | Spacewatch | 21/abr/2001 01/mai/2001 | 0.46 0.43 | 21.0 20.1 | 0.5 0.4 |
| 2001 HX ₇ | Amor | 450 | LINEAR | 21/abr/2001 | 0.22 | 18.6 | 4.6 |
| 2001 HJ ₃₁ | Apollo | 70 | LONEOS | 28/abr/2001 29/abr/2001 30/abr/2001 | 0.07 0.08 | 18.8 19.3 19.3 | 2.2 1.8 |
| 2001 AU ₄₃ | Amor | 3000 | LINEAR | 10/mai/2001 | 2.04 | 19.1 | 0.2 |
| P/2001 J ₁ | Cometa | ? | NEAT | 15/mai/2001 17/mai/2001 | 1.05 1.08 | 18.3 18.5 | 1.2 1.1 |
| 2001 JW ₁ | Amor | 350 | NEAT | 16/mai/2001 21/mai/2001 | 0.16 0.15 | 18.3 16.7 | 3.2 3.9 |
| 2001 EB ₁₆ | Amor | 1200 | LINEAR | 16/mai/2001 | 1.12 | 19.0 | 0.5 |
| 2001 JV ₂ | Apollo | 700 | LINEAR | 16/mai/2001 17/mai/2001 22/mai/2001 | 0.41 0.42 0.48 | 19.5 19.2 19.5 | 1.0 0.9 0.7 |
| 1999 JD ₆ | Aten,PHA | 1500 | LONEOS | 21/mai/2001 | 0.91 | 19.5 | 0.9 |
| 2000 NL ₁₀ | Aten | 3000 | LINEAR | 21/mai/2001 | 1.79 | 19.6 | 0.43 |
| 1999 VO ₆ | Apollo | 1500 | LINEAR | 22/mai/2001 | 1.01 | 19.1 | 0.46 |
| 2001 KW ₁₈ | Amor | 25 | LONEOS | 23/mai/2001 | 0.03 | 18.6 | 4.2 |
| 1999 KW ₄ | Aten,PHA | 2000 | LINEAR | 26/mai/2001 | 0.03 | 10.3 | 20.6 |

Tabela 2. Objetos mais interessantes observados com o telescópio de 50 cm no Tenagra Observatory entre dezembro de 2000 e maio de 2001.

objetos mais interessantes observados neste período são listados na Tabela 3, e as órbitas de alguns objetos selecionados são mostradas na Fig. 4.

Observações com o telescópio de 81 cm no Tenagra Observatory.

O telescópio Ritchey-Chretien de 81 cm do Tenagra Observatory entrou em operação em janeiro de 2002, estando em fase final de automatização. As primeiras buscas de supernovas e observações de asteróides demonstram que este é um instrumento de excelente qualidade, com grande potencial para descobertas de objetos com magnitude menor do que 22.5 (ou de brilho um pouco mais fraco), similar ao do primeiro telescópio do programa Spacewatch, também localizado no sul do Arizona. Um exemplo deste potencial foi a descoberta da supernova 2002ct, de magnitude 20.1, após uma busca em apenas 25 campos de 15' x 15'.

Algumas observações e buscas esporádicas de asteróides foram realizadas entre janeiro

e maio de 2002. Os objetos mais interessantes observados neste período são listados na Tabela 4. A órbita de um destes objetos (2001 BL41) é mostrada na Fig. 5.

Alguns asteróides foram descobertos em exposições de 5 min tomadas em maio de 2002 para busca de supernovas (estas exposições atingiram uma magnitude limite em torno de 21):

* 2002 JA11, pertencente ao grupo de Phocaea (uma classe de objetos da região interior do cinturão principal, com excentricidade e inclinação moderadamente elevadas, e periélio um pouco além da órbita de Marte), foi encontrado com magnitude em torno de 20.0 a quase 30 graus ao norte da eclíptica.

* 2002 JG16, um asteróide Troiano de Júpiter com cerca de 10 km de diâmetro, foi encontrado com magnitude em torno de 20.7 a cerca de 80 graus de alongação, uma região onde poucas descobertas de asteróides são realizadas.

Dois novos asteróides do cinturão principal (2002 JF100 e 2002 JT100), com magnitude

em torno de 20.5, foram descobertos no mesmo campo em que o NEO 2002 JQ100 foi confirmado. 2002 JF100 tem um diâmetro estimado em apenas 700 m, enquanto 2002 JT100 está próximo da ressonância 2:1 com Júpiter, uma região com baixa densidade de asteróides. Durante a confirmação de 2002 JF100 e 2002 JT100, foram encontrados mais dois objetos do cinturão principal (2002 JU100 e 2002 JT107), com magnitude em torno de 21.2, os quais têm diâmetros em torno de 1 km.

Agradecimentos.

As observações aqui relatadas não teriam sido possíveis sem o auxílio de várias pessoas e de algumas instituições. Gostaria de agradecer especialmente

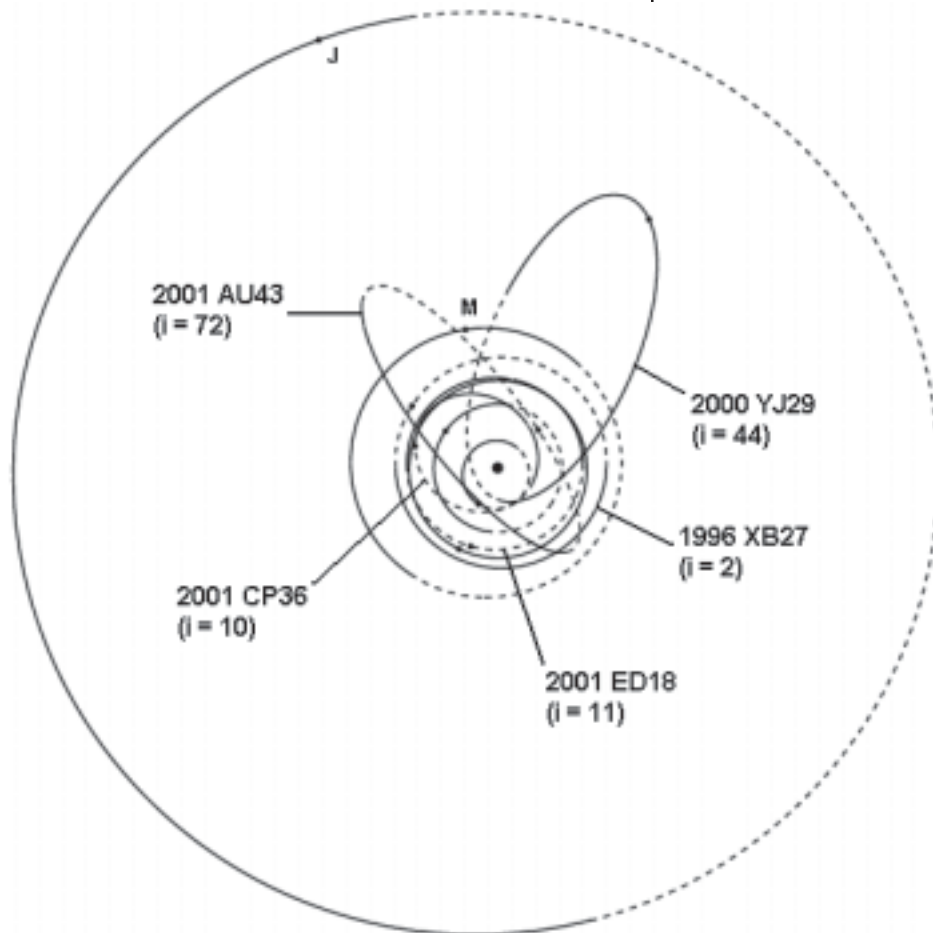


Fig. 3. Órbitas de alguns objetos observados com o telescópio de 50 cm no Tenagra Observatory em 2000 e 2001. Os planetas e asteróides são mostrados em suas posições em 26 de maio de 2002. A inclinação da órbita de cada objeto (em graus) é indicada abaixo de sua designação.

* À Planetary Society (Pasadena, CA, EUA), pelo Gene Shoemaker NEO Grant fornecido em 1999, que permitiu adquirir a montagem Paramount GT-1100 instalada em Valinhos, e alguns outros equipamentos e programas;

* A Carlos Colesanti pelo empréstimo do telescópio Schmidt-Cassegrain de 36 cm, agora instalado em Valinhos;

* A Michael Schwartz, pelo tempo concedido nos telescópios do Tenagra Observatory, pelas discussões úteis, pela doação de um telescópio

| Objeto | Tipo | Diâmetro estimado (m) | Descoberto por | Observado em | Distância da Terra (UA) | Mag. | Taxa de Movimento (°/dia) |
|-----------------------|------------|-----------------------|----------------|--------------|-------------------------|------|---------------------------|
| 2002 EC ₃ | Apollo | 300 | LINEAR | 11/mar/2002 | 0.14 | 17.8 | 2.3 |
| 2002 BK ₂₅ | Apollo,PHA | 1100 | NEAT | 12/mar/2002 | 0.07 | 15.0 | 11.0 |
| 2002 DH ₂ | Apollo | 400 | LONEOS | 12/mar/2002 | 0.07 | 16.0 | 7.5 |
| 2002 EC | Amor | 90 | NEAT | 12/mar/2002 | 0.06 | 17.6 | 3.1 |
| | | | | 13/mar/2002 | 0.06 | 17.8 | 2.5 |
| | | | | 15/mar/2002 | 0.07 | 18.1 | 2.2 |
| | | | | 16/mar/2002 | 0.07 | 17.9 | 2.2 |
| 2002 EW | Apollo | 400 | LINEAR | 12/mar/2002 | 0.20 | 18.5 | 1.7 |
| | | | | 15/mar/2002 | 0.24 | 20.1 | 1.3 |
| 2002 CY ₄₆ | Amor | 2000 | LINEAR | 12/mar/2002 | 1.14 | 19.2 | 0.6 |
| | | | | 14/mar/2002 | 1.13 | 18.7 | 0.6 |
| | | | | 15/mar/2002 | 1.12 | 19.2 | 0.7 |
| 2002 CE ₂₆ | Apollo | 3000 | LINEAR | 12/mar/2002 | 1.68 | 19.5 | 0.5 |
| 2002 DO ₃ | Apollo,PHA | 180 | LINEAR | 12/mar/2002 | 0.10 | 18.8 | 1.7 |
| | | | | 13/mar/2002 | 0.09 | 18.5 | 2.2 |
| | | | | 14/mar/2002 | 0.09 | 19.0 | 2.2 |
| 2002 CC ₁₉ | Amor | 1200 | LONEOS | 13/mar/2002 | 0.61 | 19.1 | 1.2 |
| 2002 EM ₆ | Apollo | 400 | LINEAR | 13/mar/2002 | 0.28 | 19.9 | 1.9 |
| 2002 CU ₁₁ | Apollo,PHA | 900 | LINEAR | 13/mar/2002 | 0.42 | 19.3 | 1.4 |
| | | | | 14/mar/2002 | 0.42 | 19.1 | 2.0 |
| 2002 DU ₃ | Apollo,PHA | 300 | LINEAR | 14/mar/2002 | 0.12 | 18.7 | 1.6 |
| 2002 EM ₇ | Aten | 50 | LINEAR | 14/mar/2002 | 0.04 | 19.0 | 1.1 |
| 2002 DQ ₃ | Amor | 70 | NEAT | 14/mar/2002 | 0.08 | 18.5 | 0.8 |
| | | | | 15/mar/2002 | 0.08 | 18.6 | 1.0 |
| 2002 EW ₈ | Apollo | 70 | LINEAR | 15/mar/2002 | 0.05 | 17.5 | 6.1 |
| 2002 EU ₁₁ | Apollo,PHA | 180 | LINEAR | 16/mar/2002 | 0.17 | 18.3 | 1.9 |
| | | | | 21/mar/2002 | 0.12 | 18.3 | 3.5 |
| 2002 FW ₅ | Amor | 600 | LINEAR | 21/mar/2002 | 0.42 | 20.1 | 1.4 |

Tabela 3. NEOs mais interessantes observados com o telescópio de 36 cm no Tenagra Observatory em março de 2002.

newtoniano de 32 cm, e pela hospitalidade durante minha visita ao Arizona em 2001.

* A toda a equipe do Observatório Abrahão de Moraes, especialmente ao Prof. Ramachrisna Teixeira, por ter fornecido o espaço e condições básicas para a instalação deste programa de observações, e pelo apoio ao longo dos últimos 4 anos e meio, e ao técnico Messias Fidêncio Neto, por sua grande ajuda na manutenção do mecanismo de abertura do teto móvel em Valinhos, pela operação do telescópio em várias noites, e várias outras assistências prestadas.

* A Marcelo Breganhola, pelo auxílio na instalação da Paramount GT-1100 e dos telescópios de 32 cm e 36 cm em Valinhos, na solução de vários problemas técnicos com os computadores e programas utilizados no programa de observação, e pela operação do telescópio em várias noites.

* A Júlio Camargo, pela operação do telescópio em várias noites.

* A Adimar e seus colegas do Observatório Municipal de Diadema, pela valiosa ajuda

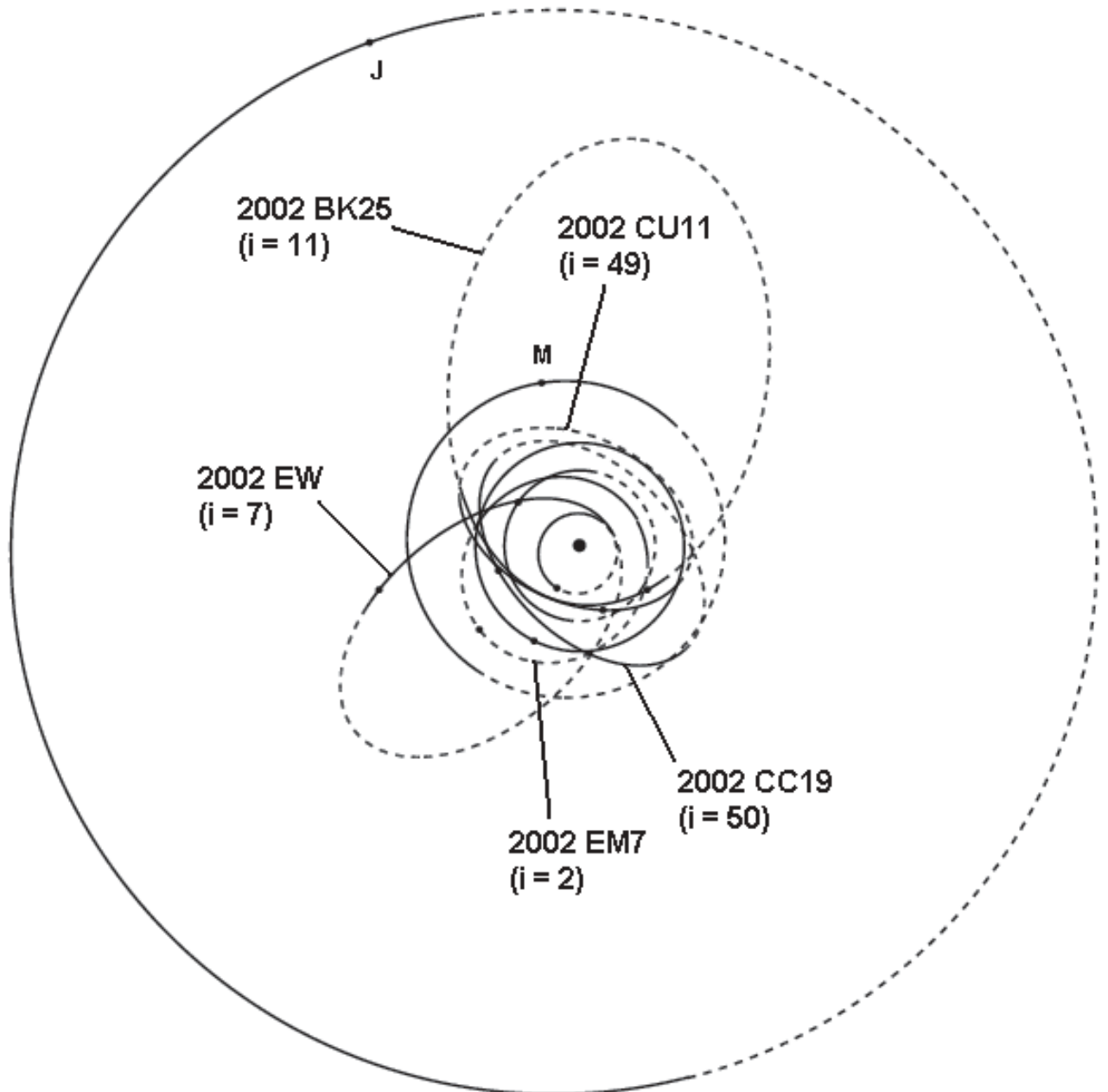


Fig. 4. Órbitas de alguns objetos observados com o telescópio de 36 cm no Tenagra Observatory em março de 2002. Os planetas e asteróides são mostrados em suas posições em 26 de maio de 2002. A inclinação da órbita de cada objeto (em graus) é indicada abaixo de sua designação.

| Objeto | Tipo | Diâmetro estimado (m) | Descoberto por | Observado em | Distância da Terra (UA) | Mag. | Taxa de Movimento (°/dia) |
|------------------------|----------|-----------------------|----------------|--------------|-------------------------|------|---------------------------|
| 2001 BL ₄₁ | Centauro | 20.000 | Spacewatch | 22/jan/2002 | 7.44 | 20.0 | 0.09 |
| 2002 EN ₇ | Apollo | 250 | NEAT | 13/mar/2002 | 0.34 | 19.7 | 1.5 |
| 2002 JQ ₁₀₀ | Apollo | 450 | LINEAR | 14/mai/2002 | 0.44 | 18.9 | 1.0 |

Tabela 4. Objetos mais interessantes observados com o telescópio

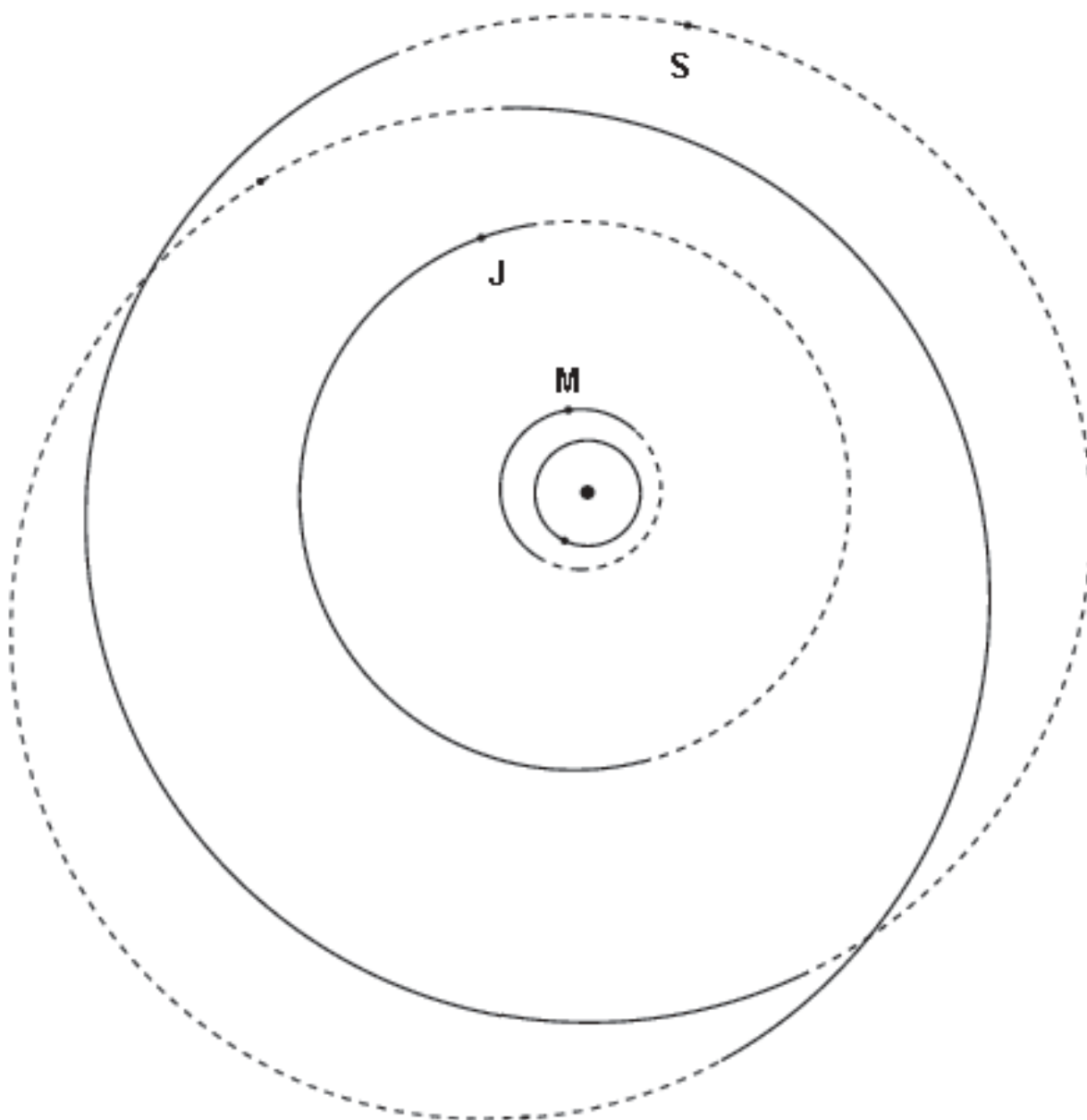


Fig. 5. Órbita de 2001 BL41, um Centauro observado com o telescópio de 81 cm do Tenagra Observatory em janeiro de 2002. A órbita deste objeto tem uma inclinação de 12 graus em relação à eclíptica. Os planetas e asteróides são mostrados em suas posições em 26 de maio de 2002.

Observações Visuais do Cometa LEE (c/1999 H1)

Alexandre Amorim - REA/Florianópolis

Abstract.

Visual observations on the Comet C/1999H1 (Lee) and general descriptions, including photometric parameters and physical characteristics.

1. Descoberta.

O Cometa Lee foi descoberto pelo astrônomo amador australiano Steve Lee, próximo a Mudgee – Nova Gales do Sul, Austrália, em 16 de abril de 1999, como um objeto difuso de magnitude 9, sem cauda perceptível. Neste mesmo dia, algumas horas mais tarde, J. Garrard, em Loomberah, detectou-o com um refletor de 45 cm + CCD. Os observadores da REA já estavam observando o cometa 3 dias após a descoberta. Três estimativas em 19 de abril situavam a magnitude do cometa entre 9,0 e 9,5. Mas nenhuma cauda foi detectada nestas primeiras observações.

2. Trabalhos observacionais.

Na passagem do cometa Lee, a REA recebeu 89 registros de 7 observadores, dispostos na tabela abaixo:

Entre os instrumentos utilizados vale lembrar que 36% das observações foram feitas pelo refletor de 230mm, 24% por binóculos 11x80, 21% pelo refletor de 143mm, 13% pelo binóculos 7x50, 4% pelo refrator de 50mm e 1% pelo refletor de 200mm e 1% pelo refletor SCT 254mm (e SCT 355mm).

Abaixo temos um gráfico com observações até 21 de junho de 1999. Essas observações compreendem ao período pré-periélio. Apenas 3 registros foram feitos durante o período pós-periélio.

Os dados são magnitudes corrigidas de acordo com o instrumento usado.

A REA contou também com duas fotografias deste cometa feitas quando o astro cruzava o campo estelar da constelação de Vela em 25 de 27 de

| Observador | Código | Instrumentos | Observações |
|--------------------|--------|---|-------------|
| Alexandre Amorim | AMO | Binóculos 7x50 Refrator 50mm Refletor 143mm | 32 |
| Avelino A. Alves | AAA | Refletor 200mm | 4 |
| J. G. de S. Aguiar | JGA | Binóculos 11x80 Refletor 230mm | 36 |
| Hélio Vital | HLV | Refletor 200mm | 1 |
| Paulo M. Raymundo | PMR | Binóculos 11x80 Refletor SCT 254mm | 5 |
| Tasso Napoleão | TAN | Refletor SCT 355mm | 1 |
| Willian de Souza | WLS | Binóculos 11x80 | 10 |
| 7 observadores | | | 89 |

maio de 1999. As fotos obtidas por José Carlos Diniz podem ser vistas no endereço eletrônico:

<http://www.geocities.com/CapeCanaveral/9355/eastop25.htm> ou na

HP de Cometas/REA = <http://www.geocities.com/costeiral/cometa/99h1.htm>.

3. Elementos Orbitais.

| | |
|--|----------------------|
| Periélio | : 1999 julho 11,1388 |
| Excentricidade | : 0,999625 |
| Distância do periélio | : 0,707864 UA |
| Longitude do periélio | : 40,6907 ° |
| Longitude do nodo ascendente | : 162,6621 ° |
| Inclinação da órbita | : 149,3399 ° |
| Mo = 7,0 K = 10 N = 4,0 (Fonte: MPC 36212) | |

Cometa Lee (C/1999H1)

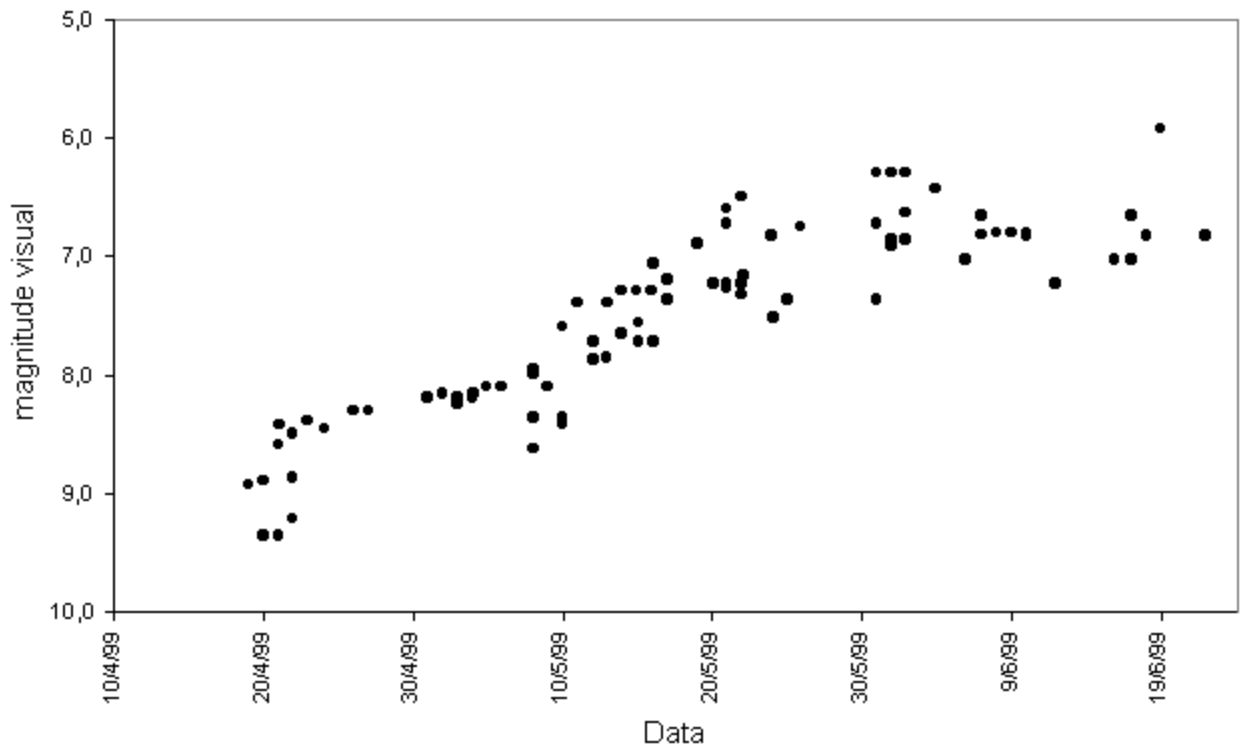


Figura 1 – Observações visuais do Cometa Lee

4. Parâmetros físicos.

O brilho do Cometa Lee apresentou uma mudança de seus parâmetros fotométricos até atingir uma distância de 159 milhões de Km do Sol ($r = 1,06$ UA).

Alfredo Pereira (Portugal) notou essa mudança e analisou primariamente os valores de H_0 e n para distâncias cometa-Sol entre 2 e 1,06 UA e obteve os seguintes resultados :

$$H_0 = 6,07 \quad n = 5,4$$

Alfredo Pereira percebeu que o índice n é alto para um cometa de longo período (pois normalmente esse valor situa-se entre 2 e 4).

Utilizando o cálculo de regressão linear do programa MS-Excel 97, 51 observações da REA trouxeram os seguintes resultados:

$$H_0 = 6,15 \quad n = 6.32 \quad \text{para um ajuste de curva de } 92\%.$$

Nota-se que os resultados seguiram de perto os valores obtidos por Alfredo Pereira. Pela Figura 1 percebe-se que o cometa sofreu um aumento em seu

brilho por volta de 10/05/99 ($r = 1,35$ UA). Nessa distância normalmente ocorre uma maior sublimação da água contida no núcleo cometário.

No entanto, assim que o cometa se aproximava do Sol, ele apresentou uma mudança significativa nos seus parâmetros. A partir de $r = 1,06$ UA até o periélio, 11 observações revelaram os seguintes resultados:

$$H_0 = 6,48 \quad n = 2,32 \quad \text{para um ajuste de curva de } 97\%.$$

| Fonte | Fase do cometa | H_0 | N |
|-----------------|---------------------|-----------------|---------------|
| REA | $2,0 > r > 1,06$ UA | 6,15 | 6,32 |
| | $1,06 > r > 0,8$ UA | 6,48 | 2,32 |
| Alfredo Pereira | $2,0 > r > 1,06$ UA | $6,07 \pm 0,07$ | $5,4 \pm 0,2$ |
| | $1,06 > r > 0,8$ UA | $6,28 \pm 0,03$ | $2,3 \pm 0,4$ |

Alfredo Pereira usou 42 observações e obteve resultados semelhantes:

$$H_0 = 6,28 \quad n = 2,30$$

Fica claro que houve uma mudança drástica no índice fotométrico do cometa.

Para se ter uma idéia, no início de agosto ele deveria estar com magnitude 8 mas foi redescoberto pela manhã com magnitude próxima a 7.

Após o periélio (em 11 de julho), apenas dois observadores da REA registraram 3 observações. Duas delas foram feitas em princípios de outubro por P.M. Raymundo e situaram o cometa em magnitude 8,4. O cometa foi observado pela última vez por J.G.Aguiar em 1º de novembro de 1999 quando o cometa estava com magnitude 11.

Abaixo temos um quadro comparativo entre os resultados da REA e de Alfredo Pereira.

A Figura 2 mostra o gráfico de regressão linear e as funções correspondentes para cada reta.

5. Características físicas.

5.1. Coma.

Ao longo de todo o período de observação, os registros da REA sempre situaram o grau de condensação entre 2 e 6, não ultrapassando esses valores. Apesar da escala para o grau de condensação para a coma (ICQ/IAU) ser um tanto subjetiva, as estimativas sugerem que a coma do Cometa Lee se mostrava com uma pequena condensação central destacada envolta pela cabeleira.

Inicialmente o coma possuía diâmetros em torno de 3 minutos de arco – o que equivalia uma média de 112.000 Km (para Delta = 0,8613 UA).

A partir de 30/04/99, quando o cometa ultrapassava a distância de 1,5 UA em direção ao seu periélio, a coma aumentou de tamanho, passando a ser estimada em 5 minutos de arco – 157.000 Km (para Delta = 0,7209).

Uma outra variação escalonada ocorreu a partir de 09/05/00 quando o diâmetro da coma apresentou uma média de 7 minutos de arco, tendo picos de 10 minutos de arco.

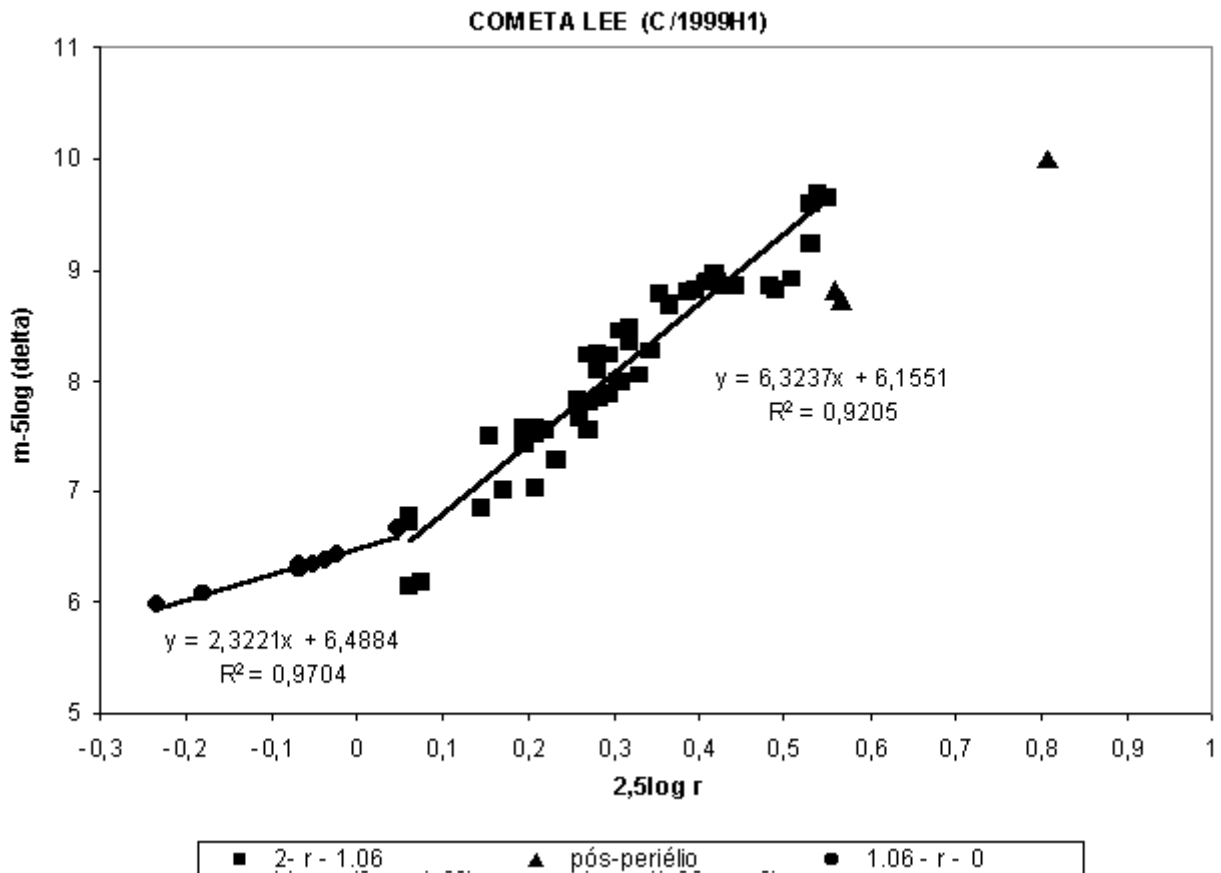


Figura 2 : Análise de regressão linear

O cometa cruzava a distância de 1,37 UA do Sol e seu diâmetro equivalia 280.000 Km (para $\Delta = 0,9205$ UA).

Em três observações pós-periélicas, a coma ainda se apresentava um diâmetro entre 3 e 5 minutos de arco, ou c.180.000 Km (para $\Delta = 0,86$ UA).

5.2. Cauda.

Apenas 2 observadores reportaram a ocorrência de cauda em 14 ocasiões. Na maioria das estimativas a cauda do Cometa Lee manteve-se em torno de 0,15 graus de extensão, com PA entre 120 a 140.

Em 14 de agosto uma fotografia do cometa por Luigi Sannino (Associazione Astrofili Spezzini, Monte Vissegg, La Spezia, Itália) mostrou uma proeminente anti-cauda a 170 graus da cauda principal.

Segundo a Secção de Cometas da British Astronomical Association, em 18 de setembro Rolando Ligustri também fotografou a anti-cauda do cometa.

6. Conclusões.

O cometa Lee foi muito bem acompanhado pelos observadores da REA e o número expressivo de observações prova isso. Somente com tal quantidade de informações é possível realizar importantes trabalhos na fotometria visual de cometas. Os valores aproximados dos parâmetros fotométricos com os resultados independentes de fontes internacionais também é um forte indicativo de que as observações dos brasileiros seguiram uma boa consistência.

Está cada vez mais facilitada a troca de informações entre os observadores da REA com demais observadores do exterior e isso faz com que as primeiras observações aqui do Brasil sejam feitas não mais que 2 a 3 dias depois da descoberta de novos cometas.

O fato de o Cometa Lee ter sido descoberto quando se situava na constelação austral de Musca deve servir de incentivo para que mais observadores de cometas brasileiros se dediquem na descoberta de novos cometas. As constelações austrais são menos observadas do que as boreais e isso constitui em parte como uma vantagem para os observadores brasileiros.

7. Referências bibliográficas.

- BAA Comet Section - <http://www.ast.cam.ac.uk:80/~jds/coms99.htm> coordenador: Jonathan Shanklin.

- Comet Observers' Forum - <http://correio.cc.fc.ul.pt/~apereira>

coordenador: Alfredo Pereira.

- Comet Observation Home Page – <http://encke.jpl.nasa.gov>

coordenador: Charles Morris.

- TRAVNIK, Nelson. "Os Cometas", Editora Papirus.

- MOURÃO, Ronaldo R.F. "Anuário de Astronomia 2000", página 260

Análise da Curva de Luz de U Octantis

Alexandre Amorim - REA/Florianópolis

Abstract.

U Octantis is a Long Period Variable star with a period of 308 days, amplitude of 7.0 - 14.1 V and spectral type of M4e - M6(II-III)e, as listed in the *General Catalogue of Variable Stars*. Visual observations from 1990 - 2001 from the REA Database show one unusual property: the period has been decreasing from 308 days at JD 2441915 (1973, GCVS) to its present value of 303 days. U Octantis may enter a He-shell Flash in its interior, such R Hydrae and R Aquilae. This report analyses other star's parameters: absolute magnitude, minimum and maximum luminosity and probable distance from solar system. In this research, we have used, and acknowledge with thanks, data from the AAVSO International Database, based on observations submitted to the AAVSO by variable star observers worldwide.

1. INTRODUÇÃO.

U Octantis (580004 = HD 115486 = TYC9508-02809-1) é uma variável de longo período pouco estudada em particular devido a sua declinação austral. A maioria das observações provém de algumas associações tal como a AAVSO (Associação Americana de Observadores de Estrelas Variáveis), que por sua vez, utiliza dados da RASNZ (Sociedade Astronômica Real da Nova Zelândia). Por esse motivo foi proposto pela REA (Rede de Astronomia Observacional) em 1990 o projeto de observação #90/90 para acompanhamento desta variável.

Este reporte mostra os resultados e conclusões preliminares obtidos a partir da curva de luz de U Octantis entre janeiro de 1990 e março de 2001 (Figura1). Neste período foram feitas 191 estimativas de magnitude visual cobrindo 14 ciclos. (Tabela 1)

Para analisar a diminuição do período de U Octantis, os dados da AAVSO desde 1961 foram utilizados.

| Observador | Código | Observações |
|-----------------------|-----------|-------------|
| Avelino A. Alves | AAA | 30 |
| AHC | AHC | 01 |
| Alexandre Amorim | AMO | 57 |
| Antônio Padilla Filho | APF | 01 |
| Carlos A. Colesanti | CAC | 04 |
| Hélio Vital | HLV | 92 |
| José G. S. Aguiar | JGA | 01 |
| Juan M. Hodar | JHD | 01 |
| Marcos F. Lara | MFL | 01 |
| Raul Salvo | RSA | 01 |
| Tasso A. Napoleão | TAN | 02 |
| TOTAL | 11 | 191 |

Tabela 1: Lista de observadores da REA

A tabela 2 mostra os dados da U Octantis segundo o GCVS e a AAVSO. O dado da AAVSO corresponde ao máximo previsto segundo o #63 AAVSO Bulletin.

| GCVS | AAVSO | |
|------------------|-------------------|-----------------|
| Época (DJ) | 2441915 | 2451576 |
| Período (dias) | 308.44 | 308.44 |
| Varição | 7.0 - 14.1 | 7.9 - 13.6 |
| Espectro | M4e - M6(II-III)e | M4E-M6(II-III)E |
| Taxa de Ascensão | 47 | - |

Tabela 2: Dados de U Octantis

| Máximos OBS | Dif.Dias | Dif. N | Ciclo(n) | C1 | O - C1 | C2 | O - C2 |
|-------------|----------|--------|----------|-----------|--------|-----------|--------|
| 2447931.6 | | | -1 | 2447932.0 | -0.4 | 2447938.8 | -7.2 |
| | 310.4 | 1 | | | | | |
| 2448242.0 | | | 0 | 2448242.0 | 0.0 | 2448242.0 | 0.0 |
| | 310.3 | 1 | | | | | |
| 2448552.3 | | | 1 | 2448552.0 | 0.3 | 2448545.2 | 7.1 |
| | 291.4 | 1 | | | | | |
| 2448843.7 | | | 2 | 2448862.0 | -18.3 | 2448848.5 | -4.8 |
| | 1216.9 | 4 | | | | | |
| 2450060.6 | | | 6 | 2450102.0 | -41.4 | 2450061.4 | -0.8 |
| | 605.9 | 2 | | | | | |
| 2450666.5 | | | 8 | 2450722.0 | -55.5 | 2450667.8 | -1.3 |
| | 909.8 | 3 | | | | | |
| 2451576.3 | | | 11 | 2451652.0 | -75.8 | 2451577.5 | -1.2 |
| | 305.4 | 1 | | | | | |
| 2451881.6 | | | 12 | 2451962.0 | -80.4 | 2451880.7 | 0.9 |

Tabela 3: etapas da redução de dados

2. CONCLUSÕES DA CURVA DE LUZ.

2.1 PERÍODOS.

Para determinação dos máximos e mínimos de cada ciclo, utilizou-se o método das cordas bi-seccionadas (Pogson). Com base nos dados brutos,

tem-se 5 máximos completos e 5 mínimos completos. Ainda foram usados 3 máximos incompletos. A Tabela 3 mostra as etapas do cálculo.

Máximos OBS - Datas Julianas dos Máximos: essas Datas foram determinadas a partir da curva de luz da Figura 1.

Dif. Dias - diferença de dias entre dois máximos consecutivos observados.

Dif. N - diferença entre dois ciclos consecutivos acompanhados.

Ciclo (n) - número do ciclo, sendo a DJ 2448242.0 considerada $n = 0$ arbitrariamente.

C1 - máximos calculados #1 com base na DJ 2448242.0.

O-C1 - diferença entre os máximos observados e os máximos calculados #1.

C2 - máximos calculados #2 com base no período refinado.

O-C2 - diferença entre os máximos observados e os máximos calculados #2.

Inicialmente os cálculos foram feitos sem relacionar os dados do GCVS, isto é, desconheceu-se que o período prévio da estrela fosse 308.44 dias. Por esta razão foi atribuído Ciclo $n = 0$ para a Data Juliana 2448242.0. Os valores dos ciclos (-1), (6) e (8) na Tabela 3 são dados não oriundos do método de Pogson - esses três máximos foram obtidos apenas por aproximação,

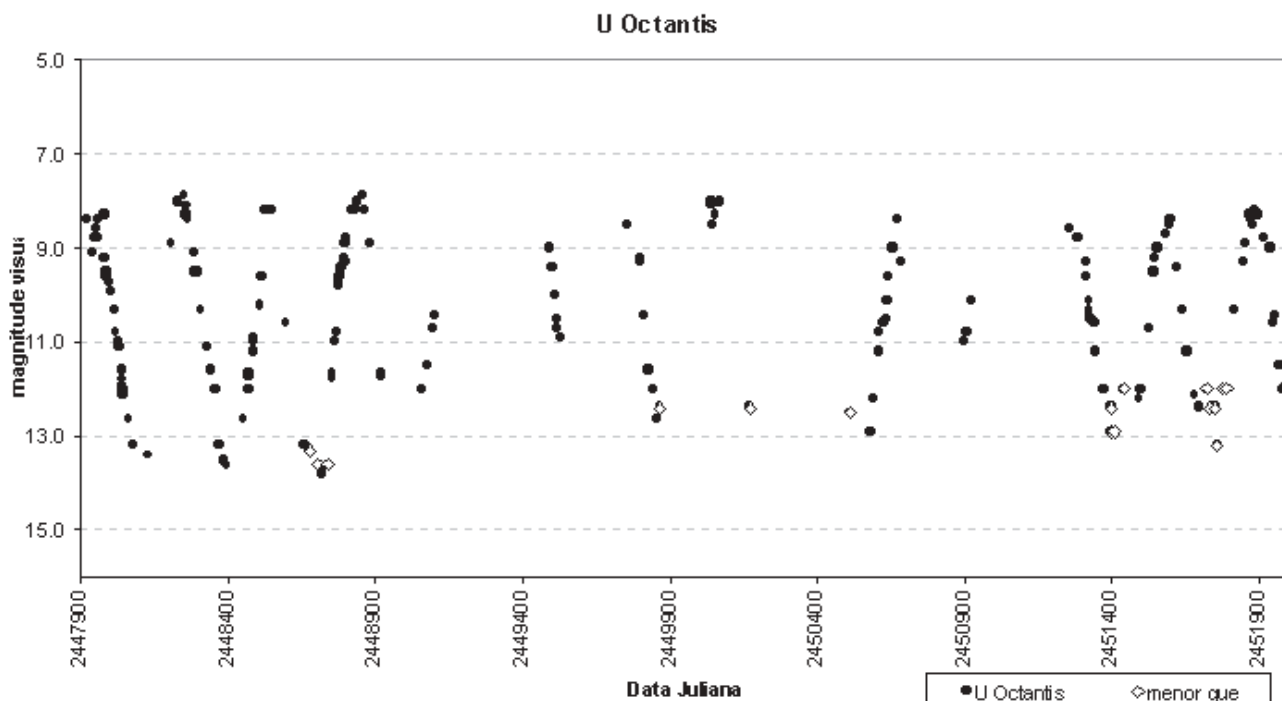


Figura 1: Curva de luz de U Octantis

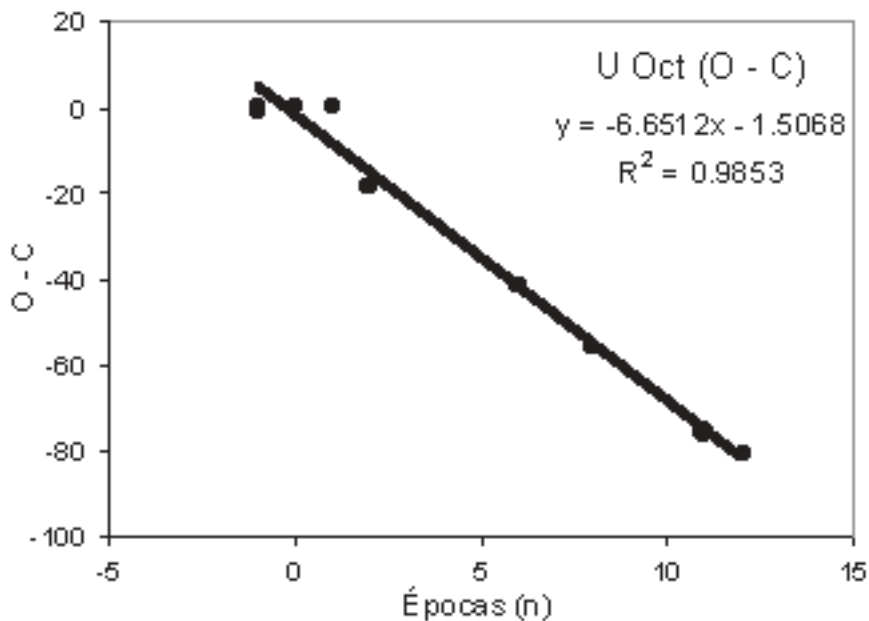


Figura 2: Diagrama O-C1

porém seus resultados mostraram-se compatíveis com os outros determinados pelo método de Pogson. Como se vê na Tabela 3, nos três primeiros máximos há uma diferença de 310 dias e este é o período inicial. A partir desse período calcula-se os máximos de acordo com a fórmula:

$$C1 = 2448242.0 + 310 (n)$$

Com base no gráfico O-C1 em função do Ciclo (n) obtém-se uma reta do tipo

$$ax + b, \text{ e o refinamento do período.}$$

Observa-se na Figura 2 que o índice de ajuste da curva foi 99%, indicando uma boa consistência de dados. No ciclo $n = 12$ tem-se uma diferença de -81.3 dias, o que implica em uma variação de 6.775 dias por ciclo. Como a reta possui coeficiente angular menor que 0 (zero) - $a < 0$ - então diminui-se 6.775 de 310 dias. O período refinado será 303.225 dias. Utilizando esse novo período, calcula-se novamente os máximos na coluna C2 na Tabela 3. Repare como o valor O-C2 não ultrapassa 8 dias para todos os máximos observados.

Um fato interessante é considerando os dados do GCVS:

DJ = 2441915.0 correspondendo ao Ciclo $n = 0$ (zero)

$$\text{Período} = 308.44 \text{ dias}$$

O Período refinado resultou em 303.348 dias, valor bem próximo daquele obtido com base apenas nas referências observacionais.

2.2 ANÁLISE DOS MÍNIMOS

Ao analisar as datas dos mínimos, obteve-se um período de 303.042 dias. O método usado foi o mesmo na Análise dos Máximos e os dados de referência foram:

DJ mínimo = 2448107.1 (obtido das observações e arbitrariamente escolhido como Ciclo $n = 0$).

Período = 295 dias (valor médio entre dois mínimos consecutivos).

2.3 MAGNITUDES.

Os ciclos individuais selecionados apresentaram máximos que variavam entre 7.9 e 8.4 magnitudes. Os mínimos, por sua vez, estiveram entre 13.4 e 13.8. O valor médio dos máximos foi de 8.15 magnitudes e o valor médio dos mínimos foi de 13.6 magnitudes - resultando em uma amplitude média de 5.45 magnitudes.

2.4

SIMETRIA.

O parâmetro $(M - m) / P$ fornece um indicativo da taxa de ascensão ao máximo em termos percentuais do período considerado. A variação desse parâmetro foi de 44% a 49%. O valor médio obtido foi de 48%, aproximando com o dado do GCVS que é de 47%.

2.5

CÁLCULO DOS PARÂMETROS FÍSICOS DE U OCTANTIS.

Em Reportes anteriores da REA (Rede de Astronomia Observacional), em especial nos estudos sobre R Carinae e S Carinae, foram calculados os parâmetros físicos dessas variáveis com a finalidade de estabelecer uma idéia aproximada desses parâmetros. Faz-se aqui o mesmo exercício com a U Octantis já levando em consideração fatores como absorção (extinção) interestelar.

2.5.1

MAGNITUDE ABSOLUTA NO MÁXIMO.

Sabe-se que existe uma relação bem definida entre o período e a luminosidade das variáveis Cefeidas. Alguns trabalhos na Astrofísica como o desenvolvido por Oswalds-Risley (1961) para

magnitudes visuais, assim como em magnitudes bolométricas e infravermelhas - Clayton/Feast (1969), Foy et al. (1975) e Celis (1981) - permitem relacionar de forma aproximada o período e a luminosidade das estrelas tipo Mira - grupo ao qual pertence a U Octantis. De acordo com o diagrama mostrado na página 66 do livro “Variable Stars” de Hoffmeister, Richter e Wenzel (1985), para um período de 303 dias (resultado observacional) a magnitude absoluta M_v é igual a -1.3. O diagrama mencionado é resultado do trabalho de Oswalds-Risley.

2.5.2 CÁLCULO DA DISTÂNCIA APROXIMADA DE U OCTANTIS.

Utilizando a equação do módulo da distância de uma estrela, sem considerar o efeito da extinção interestelar :

$$m_v - M_v = 5 \log (D) - 5$$

$m_v = 8.15$ (média da magnitude nos máximos observados) $M_v = -1.3$ (obtido na relação período-luminosidade conforme Oswalds-Risley).

Resolvendo a equação,

$$D = 776 \text{ parsecs (ou 2531 anos-luz)}$$

Essa distância seria se não houvesse nenhuma absorção entre a estrela e o nosso sistema planetário. Mas como existe a absorção interestelar, a fórmula deve ser modificada e um fator de absorção é inserido:

$$m_v - M_v = 5 \log (D) - 5 + A$$

$a =$ absorção. No caso de U Octantis, em V ($\lambda = 5400$ angstroms), a extinção é de 0.63 magnitudes.

$$8.15 - (-1.3) = 5 \log (D) - 5 + 0.63$$

$$D \sim 581 \text{ parsecs (ou 1894 anos-luz).}$$

2.5.3 CÁLCULO DA LUMINOSIDADE NO MÁXIMO.

Utilizando a equação de Pogson modificada com o Sol como parâmetro:

$$M_s - M_v = 2.5 \log (L_v / L_s)$$

$M_s = 4.8$ (magnitude visual absoluta do Sol).

$M_v = -1.3$ (obtido na relação período-luminosidade conforme Oswalds-Risley) .

$$L_s = \text{Luminosidade solar .}$$

$$L_v = \text{Luminosidade a ser calculada}$$

Resolvendo a equação,

$$L_v = 275.4 L_s$$

Ou seja, durante os máximos, U Octantis apresenta luminosidades da ordem de 275 vezes a do Sol.

2.5.4 CÁLCULO DA LUMINOSIDADE NO MÍNIMO.

Como já foi determinada a distância aproximada da variável (644 parsecs), é necessário calcular a magnitude absoluta (M_v) para $m_v = 13.6$:

$$m_v - M_v = 5 \log (D) - 5 + A$$

$$m_v = 13.6$$

$$D = 581$$

$$A = 0.63$$

Neste caso, $M_v = 4.15$ Conseqüentemente $L_v = 1.8 L_s$

Assim, a estrela varia sua luminosidade intrínseca por um fator de 150 vezes. Temos abaixo a Tabela 4 como um quadro comparativo com as outras estrelas variáveis já estudadas pela Rede de Astronomia Observacional. Deve-se levar em consideração que somente para U Octantis é que o cálculo da distância foi ajustado para a absorção interestelar.

| Estrela | U Octantis | R Carinae | S Carinae |
|--------------------------------|------------|-----------|-----------|
| Magnitude Absoluta no Máximo | -1.3 | 0.93 | -2.2 |
| Magnitude Absoluta no Mínimo | 4.15 | 4.7 | 1.4 |
| Distância (parsec) | 581 | 122 | 398 |
| Luminosidade no Máximo (Sol=1) | 275.4 | 195.9 | 630 |
| Luminosidade no Mínimo (Sol=1) | 1.8 | 0.98 | 23 |

Tabela 4 : quadro comparativo entre 3 variáveis estudadas pela REA

3. DADOS OBSERVACIONAIS DAAVSO.

Usando o Banco de Dados da AAVSO obtiveram-se os seguintes resultados:

Para a Análise dos Máximos, o exercício foi o mesmo conforme explicado no item 2.1 . Então tem-se:

Época = 2437920.625 (obtido das observações e arbitrariamente escolhido como Ciclo $n = 0$)

Período = 310 dias (valor médio ao longo de 46 ciclos)

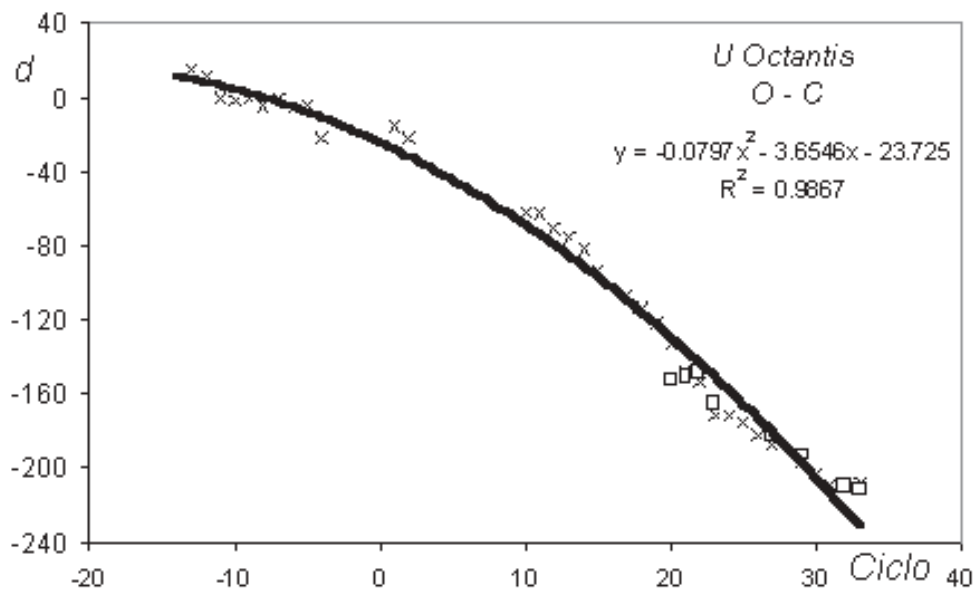


Figura 3: Curva O - C com dados da AAVSO e REA

Usando os parâmetros acima, o período médio calculado foi de 303.191 dias.

Ao usar os dados do GCVS para a Época e Período, o resultado foi 302.141 dias.

Nota-se que em ambos os casos os cálculos mostram que o período diminuiu ao longo de 46 ciclos.

As 1026 observações da AAVSO foram processadas no programa de computador AVE (do Grup d'Estudis Astronòmics) e obtiveram-se os seguintes resultados:

- Análise polinomial : 303.2425 dias
- Análise de Jurkewich : 303.043 dias
- Análise de Bloomfield : 303.442 dias
- Análise de Scarple : 303.043 dias
- Análise de Hartley : 303.043 dias

Os valores são próximos de 303.225 dias obtidos só com os dados da REA.

A 1 é m disso, a curva O -C com dados da AAVSO estão na Figura 3. Os pontos simbolizados por • são dados da REA inseridos.

4. CONCLUSÕES.

No que se refere a variação de período de U Octantis percebe-se uma diminuição de 5 dias depois de 25 anos levando em conta que a Época do GCVS é de 1973. Isso acarreta em uma defasagem entre a curva

do GCVS e os dados observacionais. Em 2000 a diferença O-C é da ordem de 100 dias, mas desde 1990 essa diferença vem diminuindo. A curva estará em fase por volta do Ciclo $n = 51$, usando o diagrama O-C com base nos dados de referência do GCVS. Isso acontecerá em 14/09/2016 (DJ = 2457645.4)

Também não se pode concluir eficazmente sobre a forma da curva O-C de U Octantis. A curva obtida em 11 anos pode ser um segmento de uma parábola ou senóide. A curva O - C com dados da AAVSO já mostra um segmento de parábola, apesar do coeficiente de x^2 ser menor que 0.1 unidade. Um estudo publicado por J. Mattei *et alli* em 1990 verificou a variação de período de 391 miras mas somente 15 delas possuem variações significativas. Havendo uma sutil diminuição no período de U Octantis, ela pode se comportar semelhante a R Hydrae ou R Aquilae (Figura 4).

Uma possível interpretação para a mudança de período nas variáveis Mira diz que o fenômeno é consequência da atividade do invólucro de Hélio - *Helium-shell Flash* (Wood and Zarro, 1981). Outras variáveis podem apresentar um aumento no seu

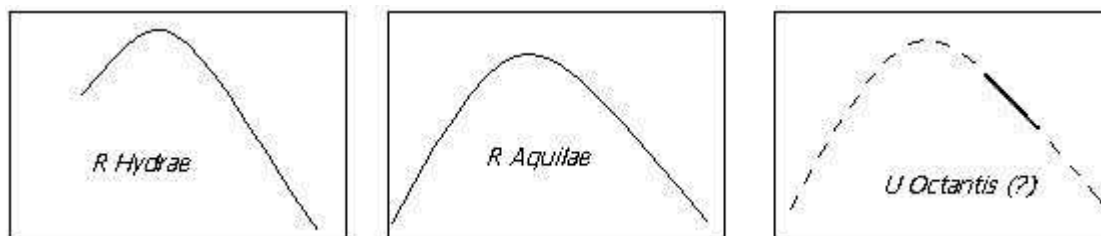


Figura 4 : curvas O - C de algumas variáveis com diminuição em seus períodos. U Octantis poderá se adequar a esses modelos? O intervalo em destaque na curva de U Octantis corresponde aos dados da REA.

período, tal como ocorre com W Draconis; neste caso a curva O-C é uma parábola com concavidade voltada para cima (a0).

Outras variáveis que apresentam defasagem entre o máximo observado e o máximo calculado pelo GCVS são: R Horologium, R Caeli, R Leporis, R Octantis e R Chamaleontis. Por essa razão é mais do que urgente o acompanhamento dessas intrigantes variáveis de longo período.

5. AGRADECIMENTOS.

Esse trabalho não seria possível sem o excelente trabalho desenvolvido pela Rede de Astronomia Observacional, mostrando a importância de manter um banco de dados de observações.

-À J. Mattei e à AAVSO pelo fornecimento do Banco de Dados de U Octantis.
-Também foi fundamental o apoio de Tasso Augusto Napoleão no que tange aos comentários iniciais sobre o comportamento de U Octantis e também pela assistência nos cálculos dos parâmetros.
-Ao astrofísico Raymundo Baptista, por seus comunicados em privado sobre o comportamento das LPV e sobre possíveis causas para o fenômeno de U Octantis. O empréstimo do livro "Variable Stars" foi fundamental para a compreensão sobre as variáveis de longo período e a construção do diagrama O-C.

6. BIBLIOGRAFIA.

- 1) American Association of Variable Stars Observers - Bulletins #62 (1999) and #63 (2000) .
- 2) American Association of Variable Stars Observers - Validation File 2000 in <http://www.aavso.org> .
- 3) Greaves, J. - "Period Analysis of W Draconis", Journal of the AAVSO Vol. 28, #1 (2000) .
- 4) Hawkins, G., Mattei, J.A. and Foster, G. - "R Centauri: An Unusual Mira Variable in a He-shell Flash", Journal of the AAVSO Vol. 29 (2000).
- 5) Mattei, J., Percy, J., Colivas, T. and Sloan, B. - "Long Term Changes in Mira Variables" (1990) - Astronomical Society of the Pacific.
- 6) Hoffmeister, Richter, Wenzel - Variable Stars, Springer-Verlag, (1985) .
- 7) Napoleão, T.A. - "Um Estudo Sobre as Miras: O Exemplo de R Carinae", Reporte REA #4 (1991).
- 8) Napoleão, T.A. e Colesanti, C.A. - "Análise da Curva de Luz de S Carinae", Reporte REA #9 (2000).
- 9) Kholopov, P.N., et al, General Catalogue of Variable Stars Variable, 5th edition (1998) disponível no programa Carte du Ciel 2.61.
- 10) Análisis de Variabilidad Estelar - software publicado pelo Grup d'Estudis Astronòmics - <http://www.gea.cesca.es>.
- 11) - Mattei, J. A., 2001, Observations from the AAVSO International Database, private communication.

Fotometria CCD da variável de período ultracurto CY Aquarii

Tasso Augusto Napoleão e Carlos Alberto Colesanti - REA/São Paulo

1 – Introdução.

Desde os trabalhos pioneiros de Cuno Hoffmeister na década de 1930, foram identificadas cerca de duzentas variáveis Cefeidas com período extremamente curto (duração de seis horas ou menos). Essas raras estrelas foram inicialmente classificadas arbitrariamente segundo sua amplitude e denominadas “Cefeidas anãs” (Smith 1955), “estrelas AI Velorum” (Bessel 1969) ou “estrelas RRs” (Kukarkin et al 1969). Nas últimas décadas, entretanto, passou-se a adotar um critério de maior significado astrofísico e relacionado com a população estelar de cada espécime (Eggen 1970, 1979). Esta será a classificação que utilizaremos neste trabalho. Assim, essa classe de variáveis passou a ser conhecida como “Cefeidas de período ultracurto” e representadas pela sigla no idioma inglês USPC (Ultra Short Period Cepheids).

A maior parte das USPCs é da População I, ou seja, estrelas pertencentes ao disco galáctico e com altas metalicidades. Estas passaram a ser conhecidas como “variáveis Delta Scuti”, segundo seu protótipo. A amplitude de suas variações é muito pequena: sua distribuição mostra um valor mais frequente inferior a um décimo de magnitude (Eggen 1979), embora haja alguns poucos exemplares que possuem amplitudes de até uma magnitude. As estrelas Delta Scuti são quase sempre dos tipos espectrais A ou F, correspondendo a uma faixa de temperaturas efetivas entre 7000 °K e 8500 °K, magnitudes absolutas (bolométricas) entre 0.0 e 3.0 (ou seja, luminosidades entre cinco e oitenta vezes a luminosidade solar), e apresentam massas entre 1.5 e 2.5 massas solares. Essas características indicam sua posição no diagrama H-R como pertencentes à faixa de instabilidade das Cefeidas – ou iniciando a queima de hidrogênio no núcleo na idade zero da sequência principal (ZAMS), ou então numa fase pós-sequência principal, já na etapa de queima de hidrogênio nas camadas externas ao núcleo. Ou seja, sua astrofísica já é razoavelmente conhecida. Entre as Delta Scuti típicas encontramos EH Lib, ZZ Mic, AI Vel, DY Her, RS Gru, BS Aqr, DE Lac e SS Psc, entre outras.

Porém existe outro subgrupo – ainda mais raro e intrigante – de USPCs que possuem várias das características da População II. Tanto é assim que elas habitam o halo galáctico, os aglomerados globulares e as regiões mais antigas do disco. Além disso, sua metalicidade é baixa, como seria de se esperar de objetos da Pop II. No entanto, surpreendentemente, elas são estrelas relativamente jovens – bem mais jovens que os demais objetos dessa população estelar. Para explicar esse comportamento anômalo, suspeitou-se (há cerca de trinta anos) que elas poderiam ser estrelas do tipo *blue stragglers*. Esse 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; sua “relutância” em deixar a sequência principal parece se dever a algum tipo de troca de massa que influenciaria as suas trajetórias evolutivas – o que ocorreria, por exemplo, se essas estrelas fossem binárias. Embora essa conclusão ainda não seja consensual, na última década mais e mais indicações significativas sobre a validade dessa hipótese têm aparecido na literatura, incluindo a descoberta de muitas variáveis deste grupo entre as *blue stragglers* de globulares como Omega Centauri, M3, NGC 5466 e NGC 5053. Assim, decidiu-se recentemente classificar essas raras e peculiares variáveis de período ultracurto e características de População II como um pequeno grupo à parte, hoje denominado variáveis tipo SX Phenicis (SX Phe), de acordo com seu protótipo mais conhecido. São exatamente as características das SX Phe que decidimos estudar através da fotometria diferencial CCD. O presente artigo pretende sumarizar nossos trabalhos observacionais com a primeira delas: a variável CY Aquarii, cujas características serão descritas mais adiante. Novas pesquisas, com ênfase agora nas pouquíssimas espécimes austrais dessa classe conhecidas até hoje, estão sendo efetuadas atualmente; esperamos publicá-las em edições futuras dos Reportes da REA.

Antes de passarmos à descrição de nossos trabalhos e conclusões, cabe um resumo das características gerais das estrelas SX Phe conhecidas até o presente. Seus períodos têm duração da ordem de desde 0.035 dias (nas estrelas de menor metalicidade), até 0.075

dias para as mais ricas em metais. A amplitude de suas variações no visual vai de menos de 0.05 magnitudes até 0.80 mag. Ao contrário do que ocorre com as Cefeidas anãs, existe uma clara relação entre essas amplitudes e seus períodos: as de maior amplitude possuem períodos mais longos, e vice-versa. Uma relação período-luminosidade pode 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. Trata-se sem dúvida de uma classe de variáveis extremamente rara, e certamente impossível de ser acompanhada com precisão visualmente, sem o uso de fotômetros fotoelétricos ou câmeras CCDs. Seu estudo por parte de amadores é, portanto, um interessante desafio que decidimos enfrentar.

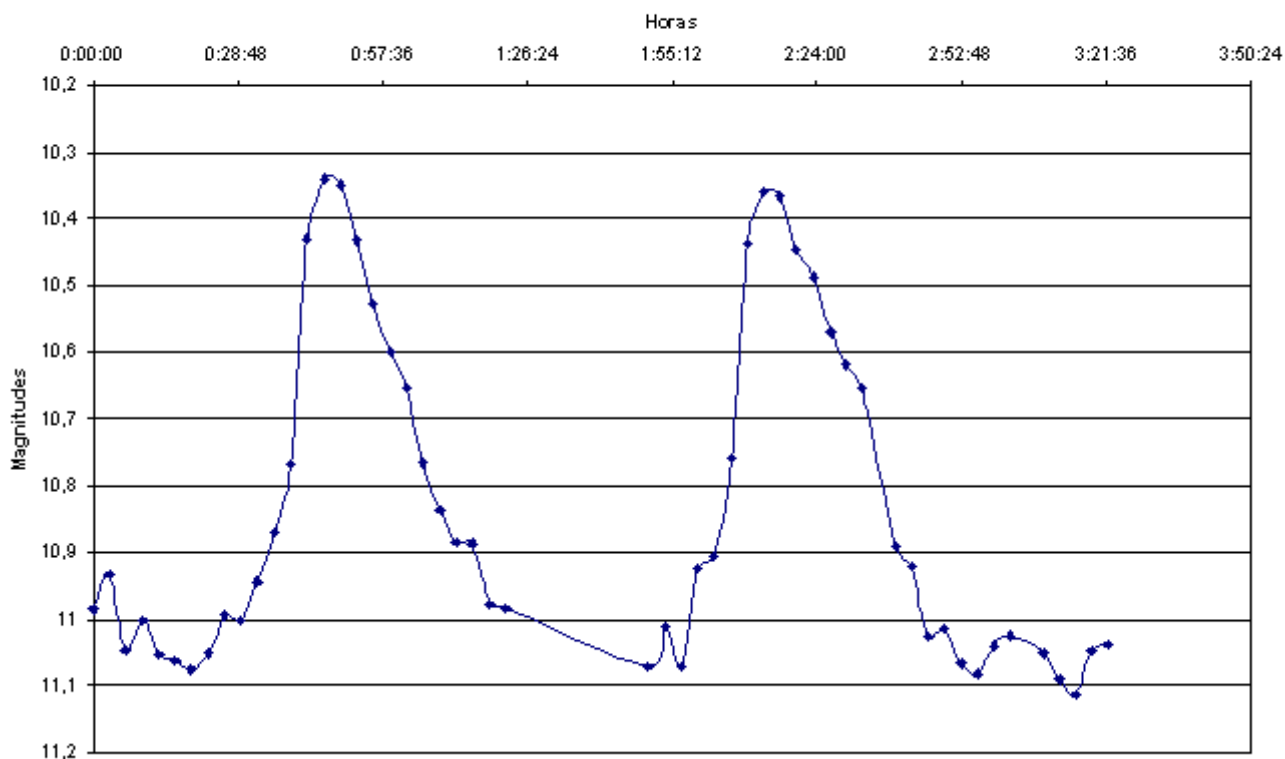
A variável que escolhemos para o início deste programa - CY Aquarii – foi a primeira desta classe a ter sua variabilidade descoberta (por Hoffmeister, em 1930), e pode ser encontrada em ascensão reta 22h 37m 56s e declinação +01°32’56” (equinócio 2000.0). Referências prévias (Mc Namara et al 1996) indicavam um período de cerca de 88 min para a estrela e uma amplitude de variação de 0.74 magnitudes em V.

2 – Trabalhos observacionais.

A série de observações da variável CY Aquarii em que este trabalho se baseia foi efetuada nas noites de 13 - 14 de setembro, 04 - 05 de outubro, e 13 - 14 de outubro de 2001. Utilizamos um telescópio Schmidt-Cassegrain Meade LX-200, de 12 polegadas (305 mm) de abertura e relação focal $f/D=10$ acoplado a um redutor $f/3.3$, levando assim a distância focal para pouco acima de 900 mm. A câmera CCD usada foi a ST-7E da Santa Barbara Instruments Groups (SBIG), em conjunto com o filtro V “*research grade*” do mesmo fabricante, que apresenta FWHM de cerca de 100 Angstroms. A redução fotométrica foi feita com o software “*Astronomical Image Processing for Windows*”, (“AIP4Win”) de Richard Berry e James Burnell; para as reduções posteriores e trabalhos gráficos foi usado o software AVE (*Analisis de Variabilidad Estelar*) desenvolvido por Rafael Barberá, do GEA da Espanha, além do MS Excel. Devemos notar ainda que uma parte de nossos dados foi reduzida independentemente com o software IRAF, usado universalmente pelos profissionais para fotometria CCD, resultando uma excelente concordância com nossos resultados – o que só vem a comprovar a excepcional qualidade do software de Berry e Burnell.

Obtivemos um total utilizável de 142 imagens CCD do campo de CY Aquarii, cada uma delas

Figura 1- Curva de luz de CY Aquarii (04-05/10/2001)



com 10 segundos de integração, e intercaladas entre si por um intervalo de tempo de três minutos. Das referências prévias, já sabíamos que o período de variação de CY Aqr estava ao redor de 88 minutos; nosso planejamento, portanto, previa idealmente uma curva de luz com cerca de 30 pontos para cada ciclo - desde que a noite se mantivesse perfeitamente estável, é claro. Ora, na prática, sabemos que isso raramente ocorre, principalmente nessa época do ano - e assim, em três noites inteiras de monitoramento, pudemos obter duas curvas completas na noite de 04 - 05 outubro, e outras duas na noite de 13 - 14 de outubro. Rejeitamos os pontos obtidos na noite de 13 - 14 setembro, pois a qualidade do céu não se mostrava adequada para as medidas fotométricas.

Cada imagem CCD, centrada em CY Aqr, apresentava campo aproximado de 25 arcmin por 17 arcmin. Este campo era bastante apropriado para que selecionássemos as estrelas de comparação e de checagem para a fotometria diferencial. Escolhemos para comparação a estrela GSC 567-2036, de magnitude $V = 10.78$ (ref. *Tycho 2 Catalogue, 2000*) e classe espectral B9IV; e para checagem, a estrela GSC 567-1826, de magnitude $V = 12.08$. Para cada imagem, a medida fotométrica diferencial feita no *AIP4Win* indicava as diferenças de magnitude DV entre (variável - comparação) e (variável - checagem), além das medidas

da ADU do céu e das três estrelas. Planilhas razoavelmente simples, construídas a partir desses dados, permitiram então construir as curvas de luz.

3 – Curvas de luz brutas.

A curva de luz correspondente aos dois ciclos da noite de 04 – 05 outubro é vista na Figura 1, e aquela que representa os dois ciclos da noite de 13 – 14 outubro, na Figura 2.

Observe-se que, nessas figuras, ainda não indicamos no eixo das abscissas as datas Julianas correspondentes, mas apenas o tempo decorrido desde a primeira medida arbitrária, para que o leitor tenha uma visualização mais clara da curta extensão de cada ciclo.

4 – Curvas de luz fasadas.

No passo seguinte da redução, integramos os diversos ciclos obtidos da observação em uma curva de luz “fasada”, para análise da dispersão dos dados e consolidação dos mesmos em um único ciclo normalizado. Para tanto, realizamos um total de nove “fasagens”, a partir de três diferentes efemérides pré-existentes para a estrela. Essa prática permitiria também uma primeira indicação da existência ou não de possíveis alterações no período da variável no decorrer do tempo

Figura 2 - Curva de luz de CY Aquarii (13-14/10/2001)

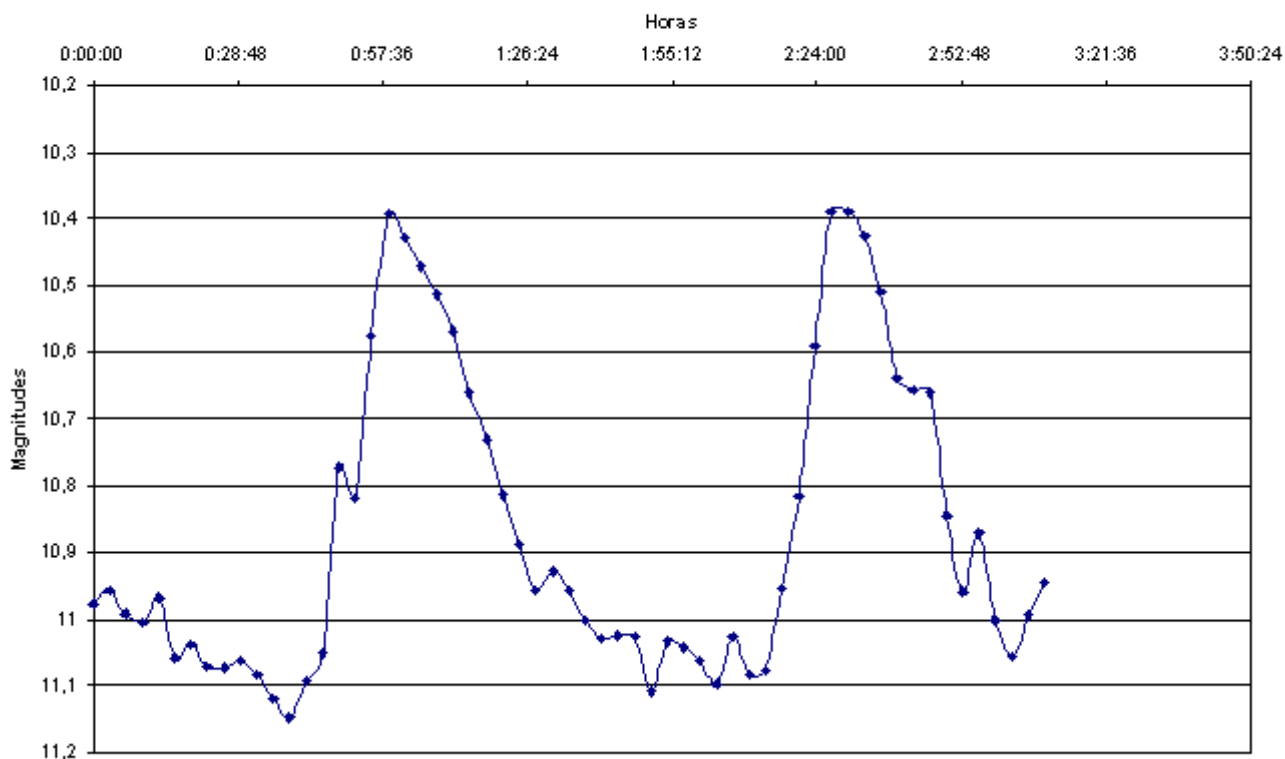
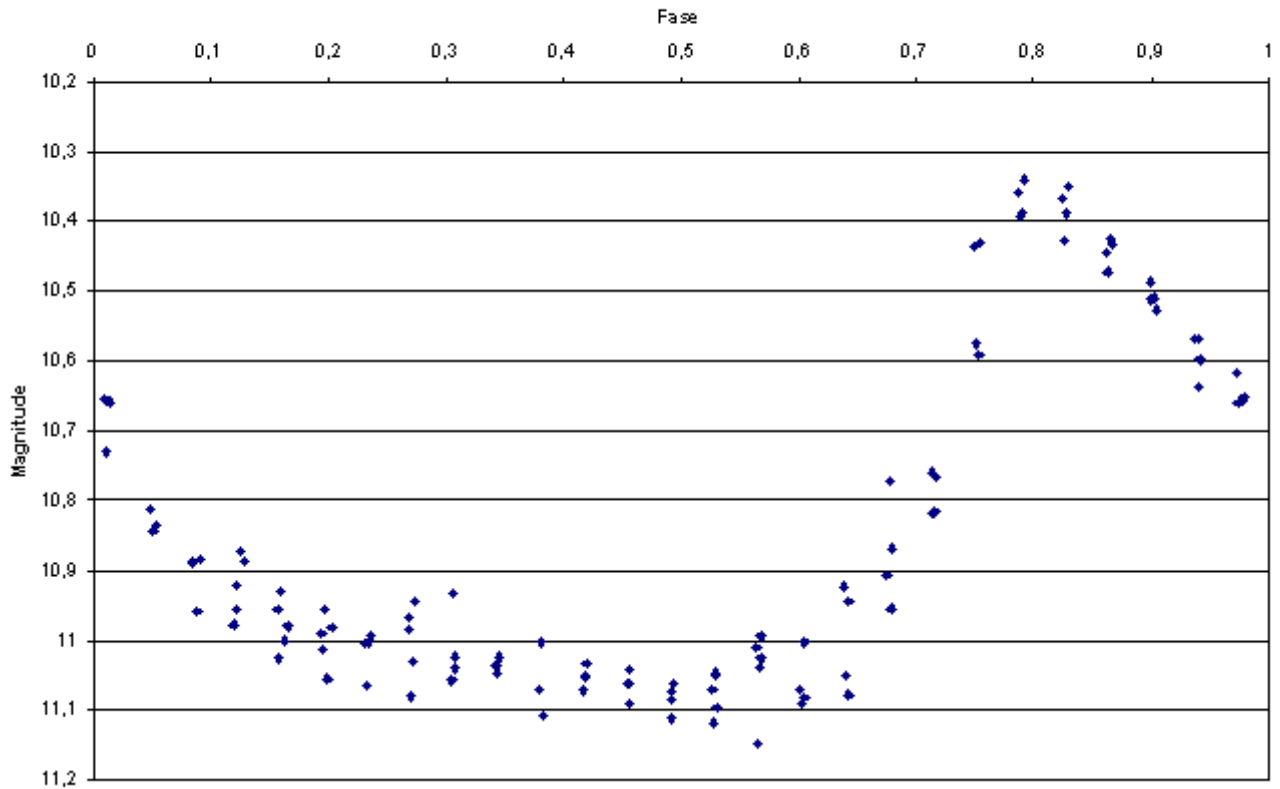


Fig 3 - CY Aqr: Curva de luz fasada (20011004-05 e 20011013-14)



– o que, como veremos mais adiante, acabaria se confirmando.

A primeira efeméride foi a dada em Dolan et al (1992), e foi calculada originalmente por Roland et al (1986). Sua época correspondia à data Juliana 2440892.637, ou seja, a data-calendário de 02/11/1970. O período era dado como 87.89517792 min. Com base nessa efeméride, os ciclos que observamos seriam os de números 185045, 185193 e 184703.

A segunda efeméride foi a dada no IBVS 3428 (Rodríguez et al, 1990). A época era na data Juliana 2446648.487 (05/08/1996), e o período era também de 87.89517792 min. Com base nessa efeméride, os ciclos que observamos seriam os de números 90746, 90894 e 90404.

Finalmente, a terceira efeméride foi a dada em Powell et al (1995) para observações realizadas entre 1989 e 1994. A época neste caso era em DJ 2447668.3152 (21/05/89) e o período, de 87.89560128 min. Esta era a efeméride mais completa e atualizada disponível para a estrela, razão pela qual a usaremos mais adiante nas comparações com nossos resultados.

Por questões de espaço disponível, não reproduziremos aqui todas as nove curvas fasadas obtidas, mas selecionamos (ver figura 3) aquela que escolhemos para as reduções posteriores – baseada na

terceira efeméride e nas noites de 04 – 05 out e 13 – 14 out. A noite de 13 – 14 set, como já mencionamos, foi suprimida. É interessante notar na Fig. 3 a maior dispersão obtida nos trechos da curva nas proximidades do mínimo – fato esse que também se nota nas curvas fasadas de *papers* profissionais (McNamara et al 1996, Powell et al 1995). Neste caso, há também uma dispersão significativa no índice de cor nas proximidades do mínimo, o que possivelmente se relacione à dispersão em V que notamos.

5 - Determinação dos máximos, mínimos e do período.

Os máximos e mínimos foram extraídos das curvas de luz brutas através de duas técnicas distintas, que foram a seguir comparadas para efeito de aferir sua precisão. A primeira foi um simples processo gráfico a partir das curvas Excel – em outras palavras, o bem conhecido método das cordas bi-seccionadas de Pogson, tão usado na fotometria visual. Já o segundo consistiu de uma técnica numérica mais refinada, baseada no algoritmo de Kwee e Van Woerden, e cuja aplicação foi possível através do software AVE, citado acima.

A tabela a seguir demonstra os resultados obtidos pelos dois métodos. Como era de se esperar, o segundo método forneceu resultados bem mais precisos que o primeiro. Nas duas primeiras colunas

temos as datas Julianas heliocêntricas (HJD) obtidas através do processo gráfico (Excel) e pelo processo numérico (AVE). Como informação complementar, indicamos na terceira coluna as incertezas calculadas para este último processo; dependendo do ponto considerado, a incerteza foi estimada entre 0.9 minutos a 2.4 minutos, a mais ou a menos. As magnitudes V medidas encontram-se na última coluna.

| Noite de 13-14/10/2001 | HJD (Excel) | HJD (AVE) | Incertezas (AVE) | Mag (V) |
|---------------------------------|--------------|---------------|------------------|---------|
| Máximo 1 | 2452196.5729 | 2452196.57855 | 0.000843 | 10.38 |
| Mínimo 1 | 2452196.5580 | 2452196.55227 | 0.001376 | 11.07 |
| Máximo 2 | 2452196.6362 | 2452196.63973 | 0.000774 | 10.38 |
| Mínimo 2 | 2452196.6191 | 2452196.60934 | 0.000787 | 11.07 |
| Período em dias (pelos máximos) | 0.063300 | 0.061184 | | |

| Noite de 04-05/10/2001 | HJD (Excel) | HJD (AVE) | Incertezas (AVE) | Mag (V) |
|---------------------------------|--------------|---------------|------------------|---------|
| Mínimo 1 | 2452187.5219 | 2452187.52055 | 0.000621 | 11.07 |
| Máximo 1 | 2452187.5410 | 2452187.54377 | 0.000870 | 10.33 |
| Mínimo 2 | 2452187.5813 | 2452187.57921 | 0.001688 | 11.07 |
| Máximo 2 | 2452187.6018 | 2452187.60576 | 0.000908 | 10.35 |
| Período em dias (pelos máximos) | 0.060750 | 0.061990 | | |

Decidimos, assim, tomar como padrão o processo numérico para as determinações que se seguem. O passo seguinte foi calcular o período mais provável, ponderando as incertezas e a precisão das medidas (baseamo-nos nos máximos apenas, em virtude da maior dispersão dos dados nas proximidades dos mínimos). Este cálculo forneceu o valor que podemos indicar como o mais provável para o período, dentro de nosso limite de erro experimental:

$$P_o = 0.061587 \text{ dias, ou } P_o = 88.68528 \text{ minutos}$$

Em conseqüência, a efeméride que podemos propor baseados em nossas observações seria:

$$C = 2452187.543772 + 0.061587N$$

onde N representa o número inteiro de ciclos passados desde a época DJ=2452187.543772.

6 – Validação dos resultados.

Como se comparariam nossos resultados com aqueles obtidos em pesquisas profissionais ?

O trabalho mais abrangente sobre as efemérides de CY Aquarii foi preparado por um grupo da Brigham Young University, USA (Powell, Joner e McNamara) e publicado em PASP **107** (Março, 1995). Pesquisando possíveis variações a longo prazo no período da estrela, esses autores coletaram 472 épocas individuais dos máximos de CY Aqr, desde as primeiras medidas feitas por Hoffmeister em 1930, até 1994 – um intervalo de 64 anos que cobriu nada menos de 384451 ciclos. Constatando que de fato existiam alterações nos ciclos, e que essas aparentemente se davam de forma descontínua, eles estratificaram as efemérides em quatro equações. A mais recente delas, cobrindo o intervalo de 1989 a 1994, é exatamente aquela a que nos referimos no item 4 acima. Dela extraímos o período de referência:

$$P_R = 0.061038612 \text{ dias}$$

Ora, o período resultante de nossas observações havia sido de:

$$P_o = 0.061587 \text{ dias}$$

Nosso erro observacional foi portanto de aproximadamente **0.89 % apenas**, o que significa um desvio de **47.38 segundos** no ciclo total, em relação à efeméride de referência. Este nos pareceu um resultado realmente bastante razoável, considerando o fato de que trabalhamos com equipamentos amadores. Como se vê, nosso ciclo é menos de **1 % maior** que o ciclo padrão. Porém, até que ponto poderíamos *ter certeza* de que mesmo esta pequena diferença resultou realmente *apenas* de um desvio observacional, e não de um novo (*e real*) aumento no período da estrela, que neste caso teria se dado entre 1994 e 2001 ? Bem, a resposta mais correta que podemos dar aqui seria “Ainda não podemos dizer com certeza; nossa precisão e nosso número de pontos ainda não são suficientes para isso”. Algumas indicações, no entanto, podem ser notadas e serão discutidas no tópico 7 do presente artigo.

Quanto aos valores médios das magnitudes máxima e mínima, nossos resultados

indicaram respectivamente $V = 10.36$ e $V = 11.07$ (com incerteza maior para os mínimos, devido à dispersão). Comparados aos de Powell et al 1995 ($V = 10.42$ e $V = 11.16$ respectivamente), nossos dados apresentaram também concordância bastante razoável, com um erro residual da ordem de 0.06 mag nos máximos e 0.09 mag nos mínimos. A amplitude da variação foi também razoável ($\Delta V = 0.71$ mag em nossos dados e $\Delta V = 0.74$ mag nos de Powell et al). As fontes dos desvios nas magnitudes máxima e mínima podem estar relacionadas (ao menos em parte) à magnitude que admitimos como padrão para a estrela de comparação GSC 567-2036. Lamentavelmente, não existem muitas referências à magnitude V desta estrela, nem mesmo nos bancos de dados “Vizier” e “Simbad”, do *Centre de Données Astronomiques* (CDS) de Strasbourg – sabidamente os mais completos do mundo. Uma referência anterior indicava o valor $V = 10.71$ para a estrela. Esta referência consta do *Hipparcos and Tycho Catalogue* (ESA 1997), que como sabemos é um padrão astrométrico da melhor qualidade, mas nem sempre um padrão ideal para a fotometria. A outra fonte (o *Tycho 2 Catalogue*, de 2000), foi assim escolhida para este trabalho.

7 – Cálculo dos parâmetros físicos de CY Aquarii.

Neste ítem, procuramos calcular uma série de parâmetros físicos de CY Aquarii, a partir de nossos dados observacionais e diversas relações astrofísicas conhecidas. Em seguida, uma comparação é feita com os resultados do paper mais completo que pudemos identificar sobre o assunto (McNamara et al, *The Physical Properties of the SX Phoenixis Star CY Aquarii*, publicado em dezembro de 1996).

Foram calculados os seguintes parâmetros de CY Aqr com base em nossos dados:

- (a) Magnitude absoluta média M_v
- (b) Luminosidade média em unidades solares
- (c) Distância da estrela
- (d) Raio médio da estrela
- (e) Massa da estrela
- (f) Gravidade superficial
- (g) Densidade média

(a) Magnitude absoluta média M_v :

Para determiná-la, utilizamos uma relação empírica período-luminosidade recentemente desenvolvida para as estrelas da classe SX Phoenixis (McNamara, 1997). Esta relação P-L é expressa pela equação:

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

Utilizando nosso período P_o já visto no ítem 6 acima ($P_o = 0.061587$ dias), temos :

$$M_v = 2.58$$

(b) Luminosidade média: Pode ser calculada com o Sol como padrão pela equação:

$$M_{v, \text{SOL}} - M_v = 2.5 \log (L / L_{\text{SOL}})$$

Usando M_v calculado acima e o valor de 4.82 para a magnitude absoluta do Sol, resulta o valor de L, medido em luminosidades solares:

$$L = 7.90 L_{\text{SOL}}$$

(c) Distância de CY Aquarii: Pode ser estimada através da equação do módulo de distância, considerando a extinção interestelar ou avermelhamento (A_v). Nesta equação, usamos os valores médios de magnitude aparente (medida) e absoluta (calculada acima), bem como a extinção A_v , cujo valor (0.251) calculamos usando o banco de dados do NED (*NASA Extragalactic Database*). Ver abaixo:

$$V - M_v = 5 \log D - 5 + A_v$$

$$10.71 - 2.58 = 5 \log D - 5 + 0.251$$

$$D = 378 \text{ parsecs (ou cerca de 1232 anos-luz)}$$

(d) Raio médio de CY Aquarii : Pode ser estimado pela equação abaixo, derivada da teoria do corpo negro. Nela, T representa a temperatura efetiva da estrela (que foi avaliada em 7740 °K em McNamara et al 1997), M_v é a magnitude absoluta que calculamos acima, e a constante C, cujo valor numérico é 0.02, é introduzida para normalizar o valor do raio para unidades de raio solar:

$$\log R = 5700 / T - C - 0.2 M_v$$

Resultou para R o valor abaixo:

$$R = 1.59 \text{ raios solares}$$

(e) **Massa de CY Aquarii:** Utilizamos a equação de pulsação, vista abaixo. Nesta, P_o 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 é de 0.0313 dias, para estrelas SX Phenicis com a metalicidade de CY Aqr (McNamara et al 1997)

$$M / R^3 = Q / P_o$$

Substituindo, resulta para M o valor de:

$$M = 1.04 \text{ massas solares}$$

(f) **Gravidade superficial:** calculada em cm^2 / seg pela expressão da constante de gravitação de Newton. Expressamos o resultado em $\log g$, ao invés de g , da forma como esse valor costuma ser indicado na literatura :

$$g = GM / R^2$$

Substituindo os valores de M e R obtidos e da constante de gravitação universal, resulta:

$$\text{Log } g = 4.05$$

(g) **Densidade :** Obtida simplesmente pela divisão da massa pelo volume, supondo a estrela esférica. Temos assim:

$$d = M / V, \text{ onde } V = (4P R^3) / 3$$

$$D = 0.92 \text{ g / cm}^3$$

Finalmente, a tabela a seguir consolida todos os parâmetros que obtivemos e os compara com os resultados calculados no *paper* de McNamara et al (1996):

Podemos agregar também aos dados acima a comparação já feita no ítem 6 entre nossos dados fotométricos e os obtidos por Powell et al (1995):

A observação dessas duas tabelas evidencia a compatibilidade de nossos resultados e os dos *papers* profissionais usados como referência, e demonstra que é possível a realização de um trabalho fotométrico de qualidade, mesmo com as limitações naturais decorrentes do equipamento amador usado.

| | Este trabalho | Mc Namara et al |
|--|---------------|-----------------|
| Magnitude absoluta média | 2.58 | 2.59 |
| Luminosidade em unidades solares | 7.90 | 7.79 |
| Distância da estrela, em parsecs | 378 | N/A |
| Raio médio da estrela, em unidades solares | 1.59 | 1.59 +-0.02 |
| Massa da estrela, em massas solares | 1.04 | 1.06+-0.05 |
| Gravidade superficial, em log | 4.05 | 4.04+-0.08 |
| Densidade média | 0.92 | N/A |

| | Este trabalho | Powell et al (1995) |
|-----------------------|---------------|---------------------|
| Período em dias | 0.061587 | 0.061038612 |
| Magnitude nos máximos | 10.36 | 10.42 |
| Magnitude nos mínimos | 11.07 | 11.16 |

Naturalmente, há o que se aperfeiçoar em nossa técnica e em nossos procedimentos – por exemplo, a calibração prévia por meio de uma “cesta” de estrelas-padrão de comparação, ou a redução no intervalo de tempo entre duas imagens sucessivas. Assim, acreditamos que será perfeitamente possível, nos trabalhos futuros, refinar ainda mais a precisão de nossos dados.

8 – O período de CY Aquarii estaria aumentando?

Podemos dizer que não há dúvidas que o período de variação de CY Aquarii aumentou consideravelmente desde a sua descoberta em 1930. Uma simples observação do diagrama das datas de máximo observadas menos as correspondentes datas calculadas (ou seja, o chamado diagrama (O – C)), permite visualizar este fato com clareza. Ver a respeito, por exemplo, o *paper* de Powell et al (1995) já mencionado várias vezes no presente texto.

No entanto, está claro também que ainda não existe um consenso sobre a interpretação desse fenômeno, e muito menos sobre a forma como ele se dá. Diversas interpretações diferentes podem ser encontradas na literatura, porém, de uma forma geral, elas acabam se enquadrando em um entre dois modelos principais. O primeiro deles, sugerido por Coates et al (1994), admite uma variação *contínua e decrescente* no

período da estrela, possivelmente causados por efeitos de luz em um sistema binário. Se esta hipótese for verdadeira, então o diagrama (O – C) deveria apresentar um aspecto parabólico. A segunda, ao contrário, assume variações *descontínuas e abruptas* no período, de tempos em tempos e de forma mais ou menos aleatória. Nos intervalos entre duas discontinuidades, o período se manteria constante. Ora, mudanças abruptas e descontínuas de período implicariam em que o diagrama (O – C) tivesse a forma de segmentos de reta consecutivos, e neste caso as variações de período poderiam ser positivas ou negativas (ou seja, períodos crescentes ou decrescentes). O mecanismo que explicaria esse comportamento é bem mais complexo, e deveria envolver provavelmente efeitos de troca de massa e de mistura aleatória em zonas semi-convectivas. Uma aceitação desta hipótese (proposta, como já vimos, por Powell et al) implicaria também em que novas mudanças de período pudessem ocorrer em poucos anos após a publicação de seu *paper* em 1995.

Examinemos nossos dados observacionais e vejamos se conseguimos detetar alguns desses fenômenos. Vamos, em primeiro lugar, construir uma curva de luz V normalizada, tomando como base observações anteriores. Dados para a construção dessa curva-padrão foram encontrados em McNamara et al

(1996). Indicamos na Figura 4 a curva normalizada e já fasada.

A seguir, vamos adicionar nossos dados brutos e fasados, conforme descrevemos no item 4. Esta curva é a mesma da Figura 3, porém inserimos agora nela barras de erro que representam a incerteza instrumental de nossas medidas – e que avaliamos em dois centésimos de magnitude. Recordemos que as efemérides que usamos na fasagem foram as mesmas usadas para a construção da curva normalizada. O resultado é visto na Figura 5.

Nota-se imediatamente que, apesar de haver uma coincidência razoável no *formato* das duas curvas, elas estão deslocadas entre si – tanto na vertical, como na horizontal. Ora, o efeito vertical (em magnitudes) é com certeza decorrente de um erro experimental sistemático (talvez causado pela calibração da câmera CCD usada, ou por um pequeno erro na magnitude-padrão considerada para a estrela de comparação, como já mencionamos anteriormente, ou por ambos). Vamos esquecer-lo por um momento. Mas o erro na horizontal (ou seja, em fase) pode ser um indicador valioso. Note-se que nossa curva observacional está à *esquerda* da normalizada – o que significa que um ponto qualquer da curva (por exemplo, o máximo, que corresponde à fase 1) está *atrasado* no ciclo; o

Figura 4 - CY Aqr. Curva de luz normalizada

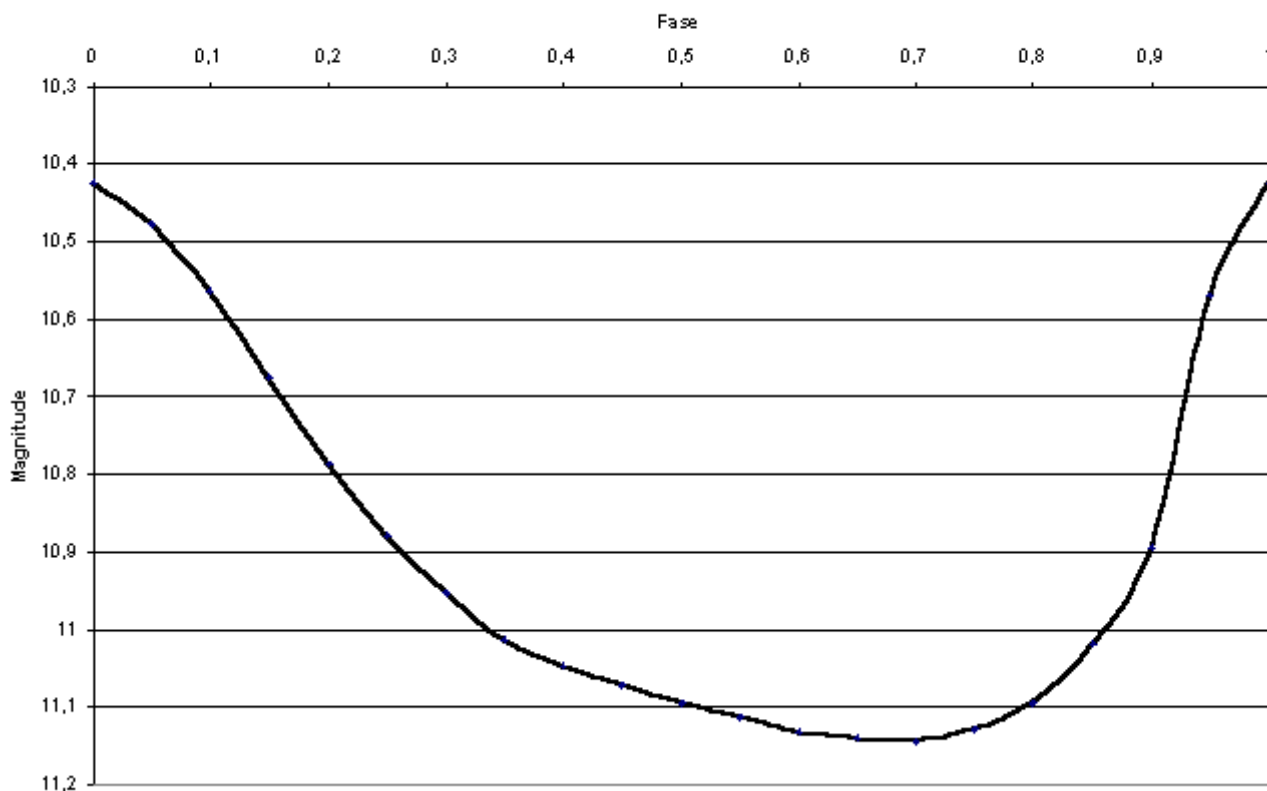


Figura 5: Curva normalizada vs observada

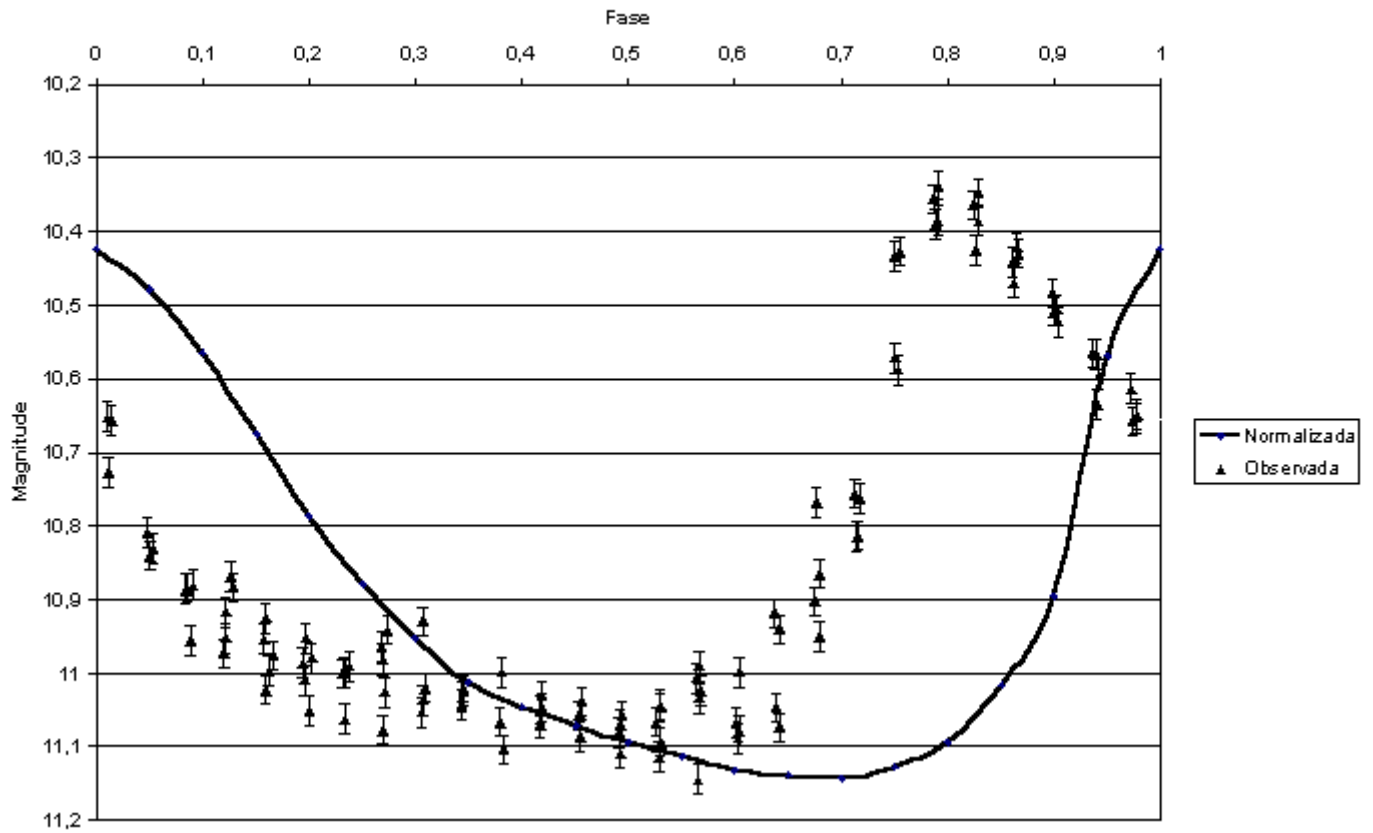
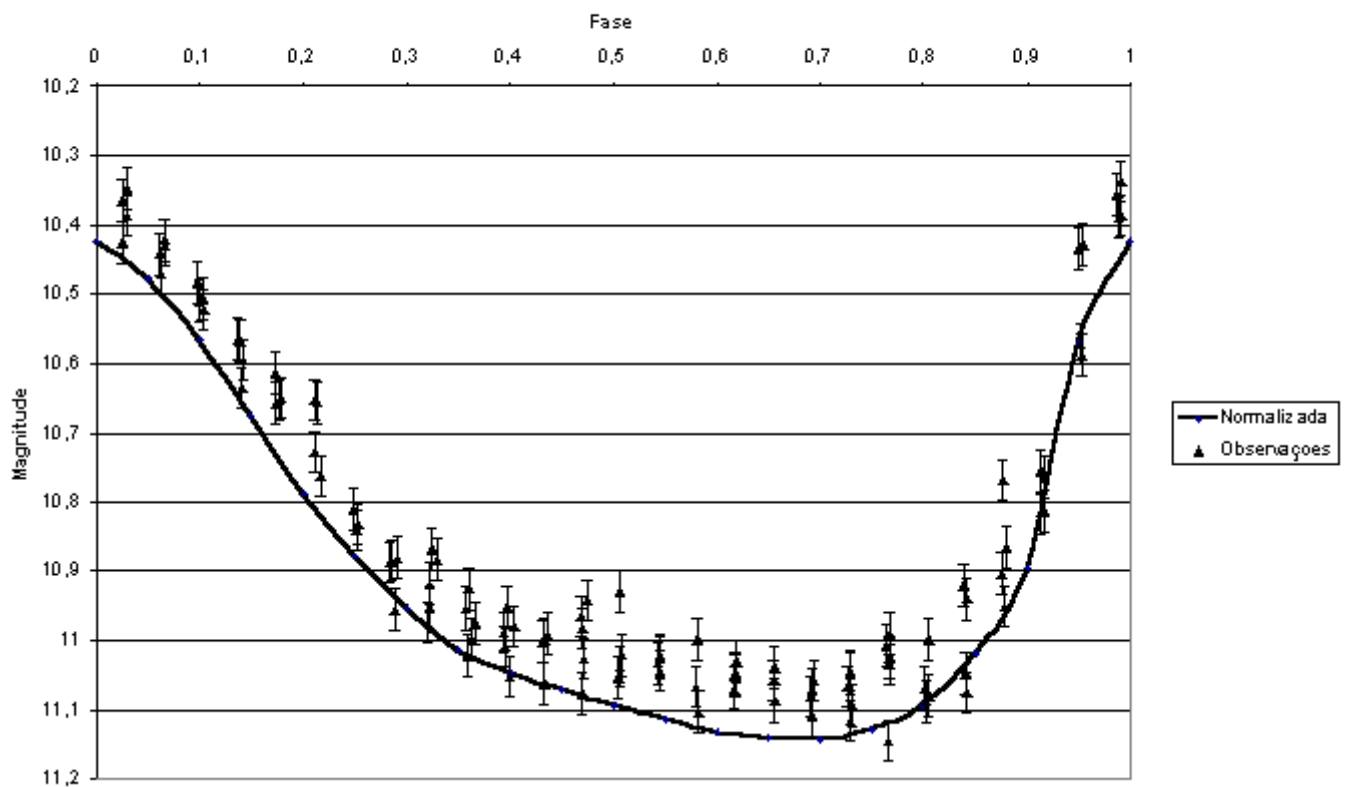


Figura 6-Curva normalizada vs observada, fase corrigida



máximo, em nosso exemplo, parece ser atingido em torno da fase 0.8 – um atraso de 0.2 na fase. Isto poderia indicar que o período *aumentou* desde a época em que as efemérides foram calculadas (1994), o que estaria sem dúvida em linha com as previsões de Powell et al. Calculamos então o que ocorreria se corrigíssemos essa defasagem de 0.2 fases. O resultado é visto na Figura 6.

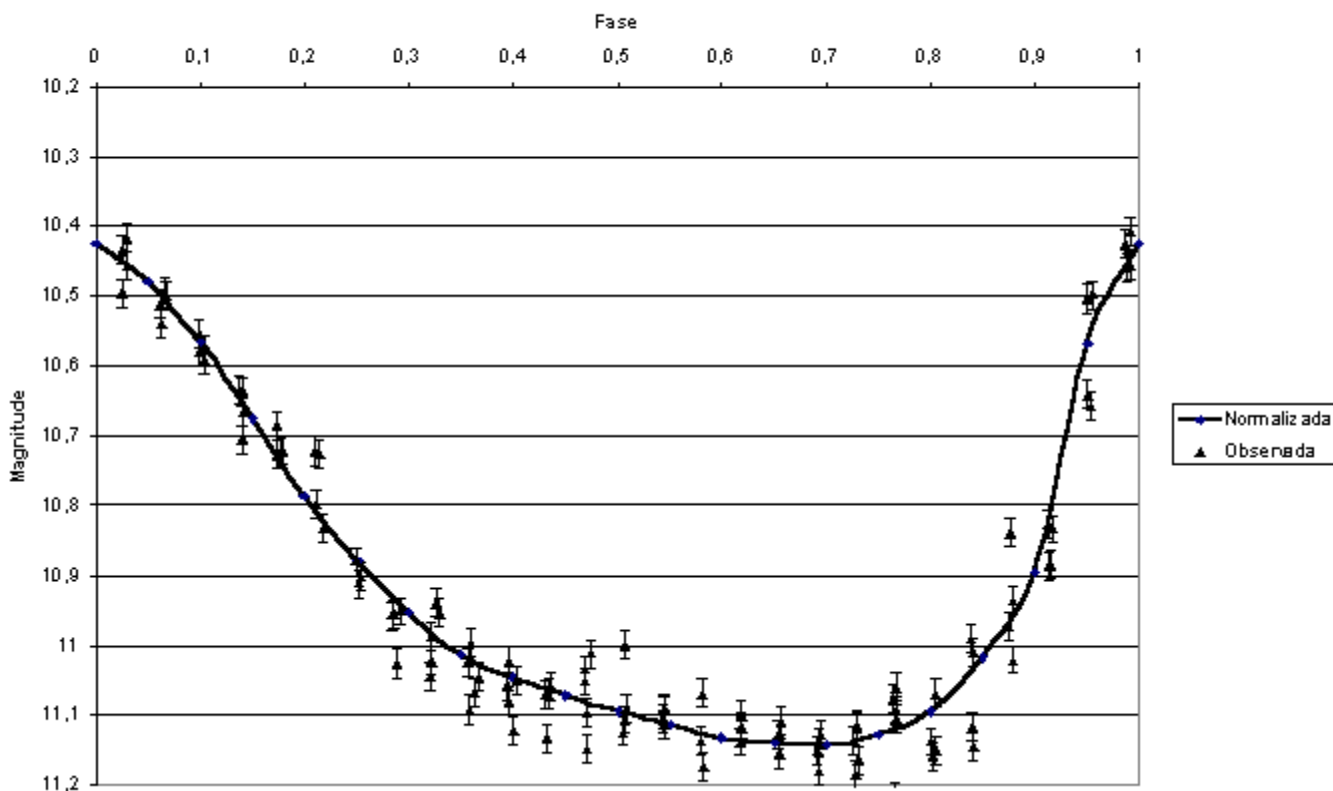
Bem, as duas curvas parecem agora bem mais compatíveis – com exceção, é claro, do desvio na vertical a que nos referimos há pouco. Num último passo, vamos corrigi-lo também. Lamentavelmente, não temos, no momento, meios de determinar o fator preciso de ajuste (lembramos que só existem nas referências duas medidas da magnitude da estrela-padrão, ambas provavelmente imprecisas). Na falta de uma melhor premissa, imaginemos que o fator de correção seja da ordem da diferença entre as duas medidas existentes nas referências – ou seja, cerca de 0.07 magnitudes – e vamos recalcular a curva de acordo com essa premissa. O resultado é visto na Figura 7.

Nota-se agora que a curva de nossos resultados apresenta concordância quase perfeita com a curva normalizada. As conclusões a que chegamos são: a primeira, que será necessário fixar com exatidão o padrão de magnitude da estrela GSC 567-2036 através de uma calibração com estrelas-standard com precisão de centésimos de magnitude; e a segunda, que parece ter

havido realmente, entre 1994 e 2001, outra descontinuidade no período de CY Aquarii, como previsto por Powell et al em 1995.

Infelizmente, nossa base de dados é ainda muito pequena para comprovar essa última hipótese através de um diagrama (O-C) baseado em nossas observações. Será necessário estender o monitoramento de CY Aquarii por mais um bom tempo – talvez dois ou três anos a mais – para que possamos confirmar esse possível alongamento do período com mais segurança. Numa última tentativa, no entanto, pesquisamos as observações de CY Aqr publicadas por outros autores desde 1994, para construir, com seus dados e mais os nossos, um diagrama (O-C) desde aquele ano. Lamentavelmente, existiam apenas duas referências neste sentido: a de Jian-Ning et al, no IBVS 3970, com nove medidas (Janeiro de 1994) e a de Agerer e Huebscher, do BAV Mitteilungen alemão, no IBVS 4382 (Outubro de 1996), mas com apenas duas determinações de máximos. É muito pouco para que possamos tomar conclusões efetivas, principalmente porque os dados dos primeiros autores são também de 1994. A título de curiosidade apenas para os leitores, reproduzimos na Figura 8 abaixo o diagrama (O-C) construído com os dados combinados daqueles autores e mais os nossos.

Figura 7- Curva normalizada vs observada, corrigida em fase e magnitudes



9 - Sumário e conclusões.

Neste trabalho - o primeiro de uma série visando o monitoramento de uma série de variáveis de período ultracurto da classe SX Phenicis - estudamos a estrela CY Aquarii através de fotometria diferencial CCD. Foram obtidas 142 medidas da magnitude V da estrela, que indicaram um período da ordem de 0.061587 dias, ou 88.68528 minutos. A precisão de nossas medidas concordou, com uma margem de erro inferior a 1%, com os dados existentes na literatura profissional. As médias das magnitudes V para os máximos e mínimos da variável foram de 10.36 e 11.07, também compatíveis, dentro de margens de erro respectivamente de 0.06 mag e 0.09 mag, com as referências profissionais. Os parâmetros físicos de CY Aquarii foram calculados com base em nossos dados e em equações astrofísicas convencionais, resultando uma boa compatibilidade com os resultados publicados por outros autores. A comparação de nossas curvas de luz com uma curva normalizada, construída com base em observações até 1994, indicou a existência de um possível aumento no período da variável desde aquela época; uma série temporal mais extensa de medições fotométricas será necessária para comprovar essa hipótese.

10 – Referências bibliográficas.

Agerer, F. and Huebscher, J.: Photoelectric minima and maxima of selected eclipsing and pulsating variables, *IBVS 4382, 1996.*

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

Dolan, C.; Houck, J.; and Tripoli, R.: Dwarf cepheid variable stars: a study of CY Aquarii, *JAASO, 21, 93-98, 1992.*

Jian-Ning, F.; Shi-Yang, J.; and Yan-Ying, L.: New times of maxima and minima for CY Aquarii, *IBVS 3970, 1994.*

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

McNamara, D.H.; Powell, J.M.; and Jone, M.D.: The Physical properties of the SX Phoenicis star CY Aquarii, *PASP 108, 1098-1104, 1996.*

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

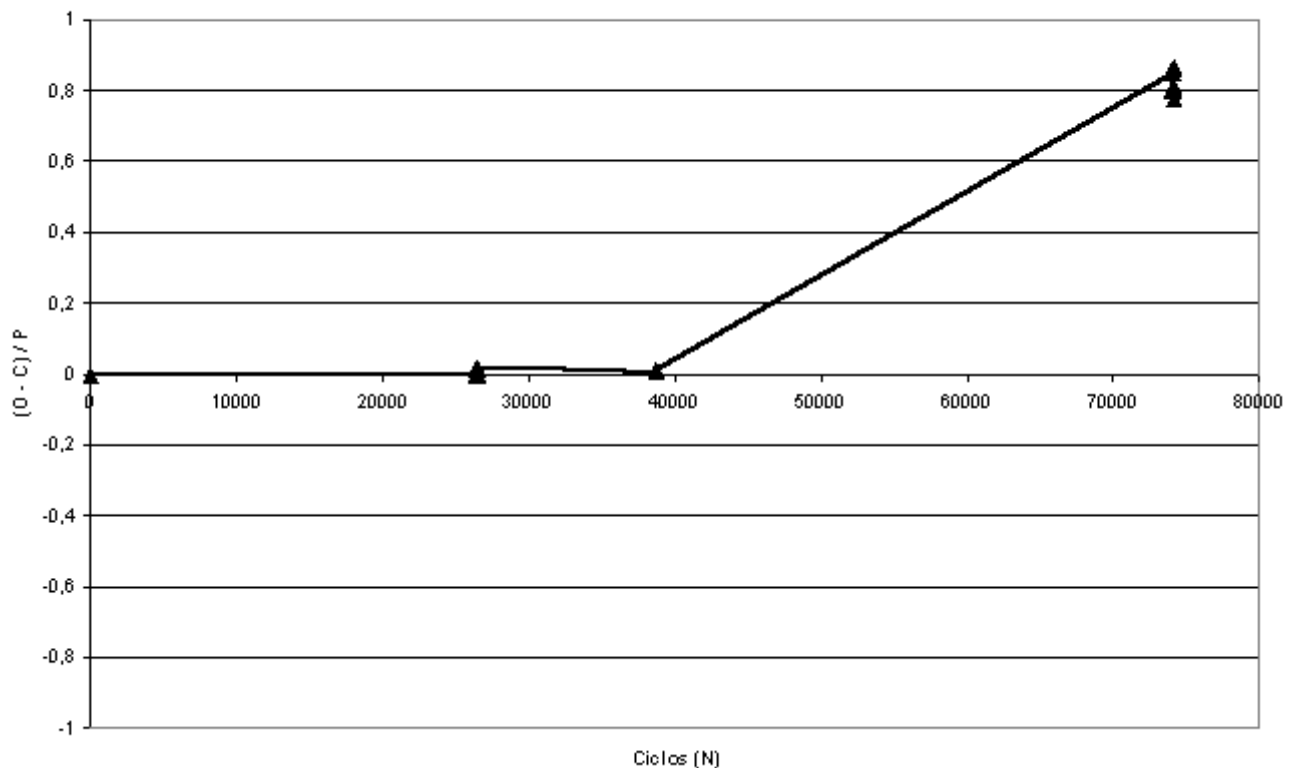
Ostlie, D.A.; and Carroll, B.W.: An introduction to modern stellar astrophysics, *Addison-Wesley Publ. Co., 1996.*

Powell, J.M.; Jone, M.D.; and McNamara, D.H.: Long-term period variations of the SX Phoenicis stars CY Aquarii, *PASP 107, 225-231, 1995*

Rodriguez, E.; Lopez de Coca, P.; Rolland, A.; and Garrido, R.: New times of maxima for CY Aquarii, DY Peg and BL Cam, *IBVS 3428, 1990.*

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.*

Figura 8 - CY Aqr - Diagrama (O - C) de 1994 a 2001



Confirmação da Nova SGR 2002 V4741 Sgr

Paulo Cacella - REA/Brasília

Introdução.

A busca de estrelas novas se faz visualmente ou com auxílio de fotos de grande ângulo obtidas com câmeras Schmidt ou lentes de máquina fotográficas. Foi desse modo, com uma câmera Schmidt de 20cm que William Liller do Chile, detectou uma estrela nova em Sagitário. Após checar as fotografias, Liller enviou uma mensagem a rede VSNET para que observadores confirmassem a descoberta. Na ocasião da informação à rede os locais que poderiam fazer a confirmação eram a África e o Sul da Europa.

Confirmação da Descoberta.

O equipamento de que dispunhamos era um telescópio de 10 polegadas Meade LX-50 manual, uma camera CCD HX516 com 7.4uM de pixel e redução focal de F/4. O suporte computacional era um computador Athlon 1.2GHz com 512Mb RAM e conexão internet via rádio 256kbps. Softwares disponíveis eram a versão para windows do Astrométrica o Guide 8.0 e o catálogo USNO A2 (11 Cds).

Na noite de 15 de Abril de 2002, ao receber a notificação de Liller através da VSNET aguardamos até que a constelação do Sagitário se pusesse em condições de observação. O tempo encontrava-se muito ventoso o que impedia a obtenção de imagens no CCD, mesmo com exposições de apenas 5 segundos. Em uma janela conseguimos as imagens que foram utilizadas para a astrometria e fotometria. Na ocasião utilizávamos filtro V. Pouca após a obtenção da imagem o tempo fechou completamente, impedindo qualquer observação posterior. Após os cálculos de posição e brilho informamos a IAU que publicou o resultado na IAUC 7878, vista a seguir.

*Circular No. 7878 Central Bureau for
Astronomical Telegrams INTERNATIONAL
ASTRONOMICAL UNION*

POSSIBLE NOVA IN SAGITTARIUS

W. Liller, Vina del Mar, Chile, reports his discovery, on two Technical Pan films (+ orange filter) taken on Apr. 15.354 UT, of an apparent nova (mag 9.2) located at R.A. = 18h00m.1, Decl. = -30o54' (equinox 2000.0). A CCD image taken with a 0.25-m reflector by P. Cacella, Brasilia, Brazil, on Apr. 16.093 yields $V = 10.1$ and R.A. = 17h59m59s.63, Decl. = -30o53'20".5. The closest catalogued object appears to be a very red star in the USNO-A2.0 catalogue that is some 3" away (blue mag 19.4, red mag 16.9; position end figures 59s.47, 18".7). Additional magnitudes (visual unless otherwise noted): Apr. 11.40, [11.5 (Liller; Tech Pan films); 13.814, [11.0 (K. Kanatsu, Matsue, Shimane, Japan; T-Max 400 film; communicated by T. Kato, Kyoto); 14.78, [8.5 (A. Pearce, Nedlands, W. Australia); 16.129, 9.5 (R. Y. Shida, Sao Paulo, Brazil); 16.485, 9.8 (M. Linnolt, Honolulu, HI).

A figura 1 apresenta a imagem que foi obtida com o CCD. A astrometria e fotometria, utilizando-se do catálogo USNO A2, forneceu os seguintes valores :

Posição Ra 17h 59m 59.633 s Dec -
30 53'20.52 Fotometria com filtro V = 10.1

Data 04-16-2002 2:14 UT



Fig. 1. Imagem de confirmação da nova SGR 2002 obtida com um refletor de 10 polegadas e câmera HX516 com uma exposição de dez segundos.

C o m o depreendemos da magnitude V e da magnitude pelo filtro laranja de Liller, a estrela apresentava-se bastante avermelhada.

A figura 2 apresenta a imagem do DSS2, em chapa vermelha, centrada no campo da nova, enquanto a figura 3 apresenta em close-up a região da nova onde podemos identificar o progenitor como a estrela USNO-A2.0 0525-31255131 Posição J2000 RA 17 59 59.473 DEC -30 53 18.69 BMag 19.4 Rmag 16.9, fortemente avermelhada.

A figura 4 apresenta a mesma região em chapa azul. Nesse caso é importante termos acesso as chapas vermelhas e azul da mesma região em virtude do forte avermelhamento da variável.

A figura 5 apresenta o espectro da nova obtido pelo Fujii Bisei Observatory que confirmou tratar-se uma nova da classe Fe II. As linhas presentes foram uma forte H-Alfa, H-Beta, Fe II, Na I e He I. Já na figura 6 podemos ver a curva de luz da nova segundo observações relatadas à VSNET.

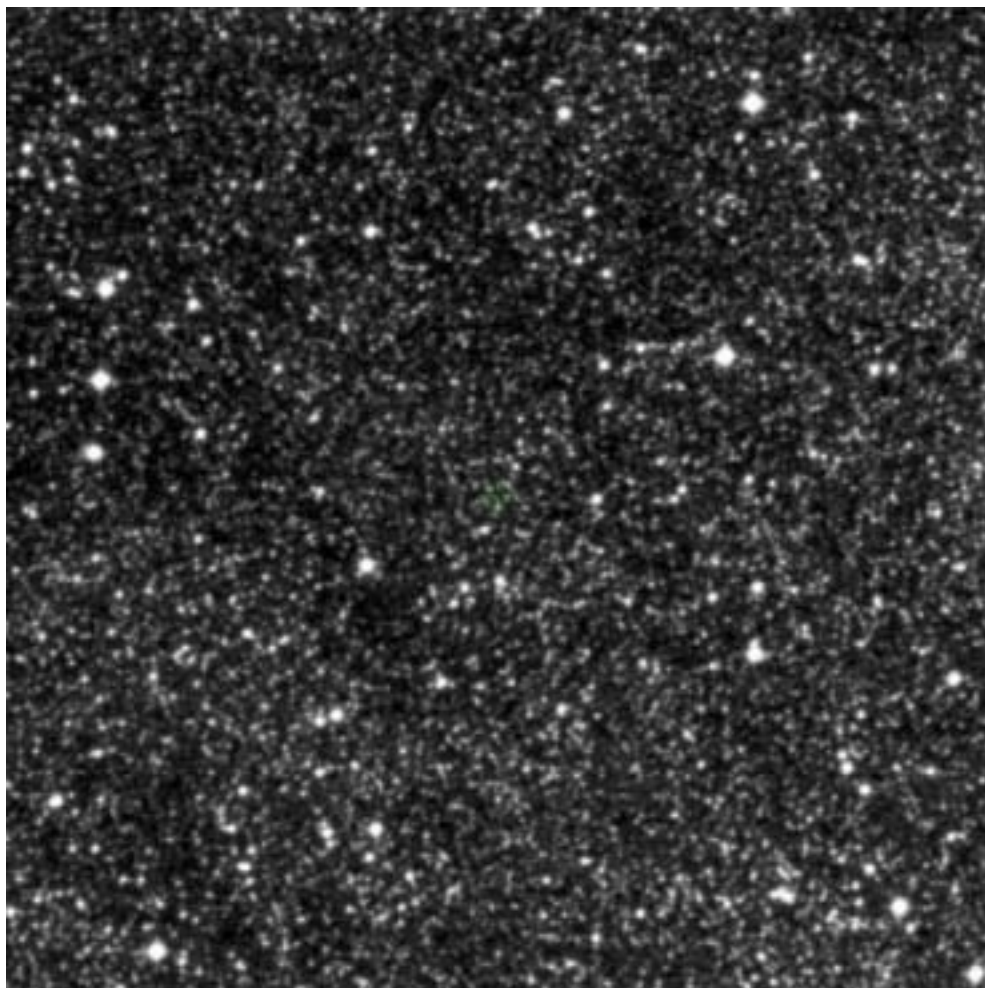


Fig. 2. Imagem do campo da Nova, centrado na posição calculada, obtida pelo DSS2 em chapa vermelha.

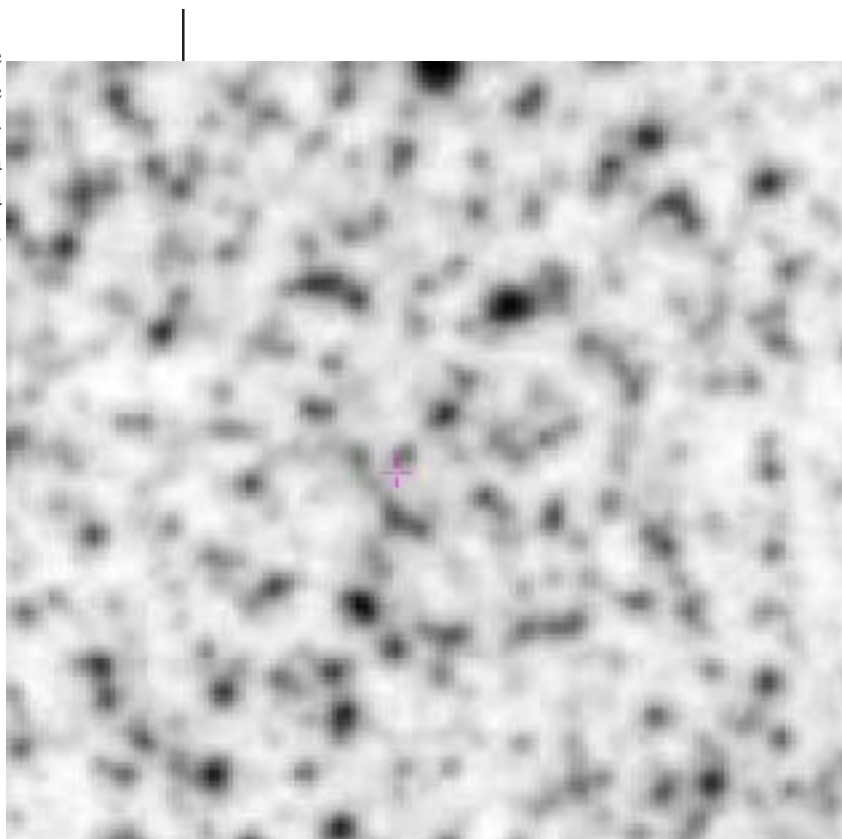


Fig. 3. Imagem do campo da Nova, centrado na posição calculada, identificando a estrela progenitora USNO-A2.0 0525-31255131 Posição J2000 RA 17 59 59.473 DEC -30 53 18.69 BMag 19.4 Rmag 16.9.

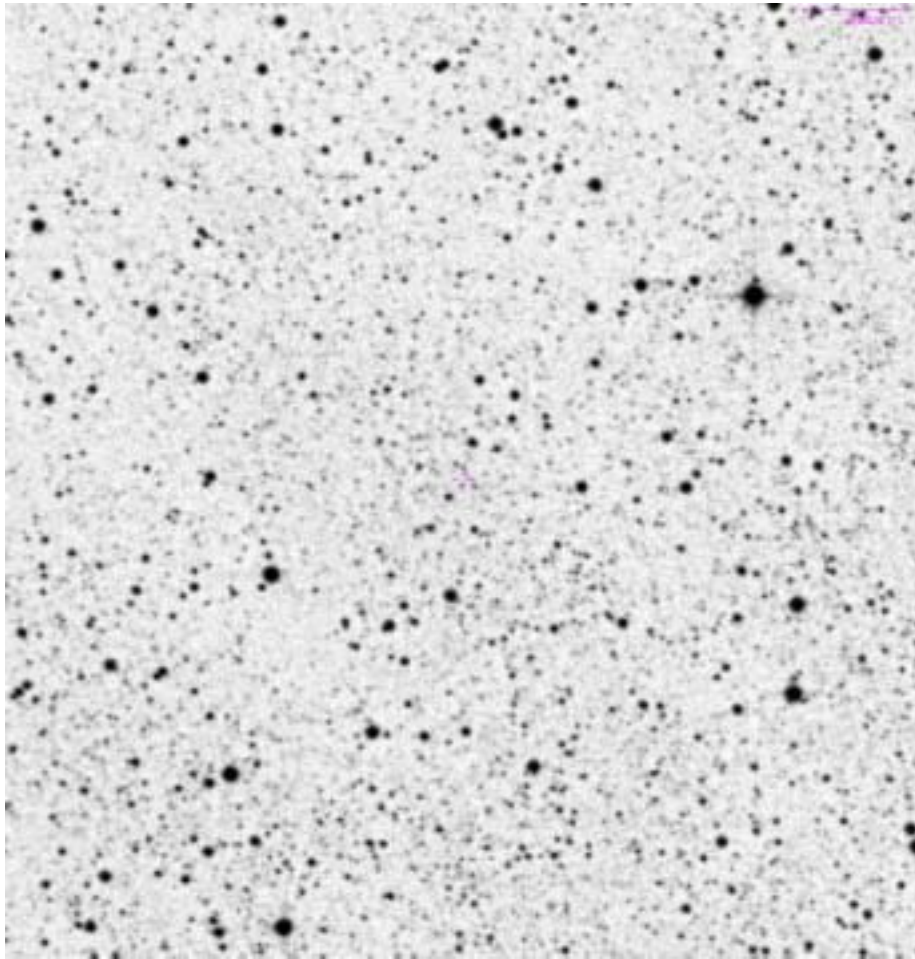


Fig. 4. Imagem do campo da Nova, centrado na posição calculada, segundo imagem do MAMA/CAE, chapa azul.

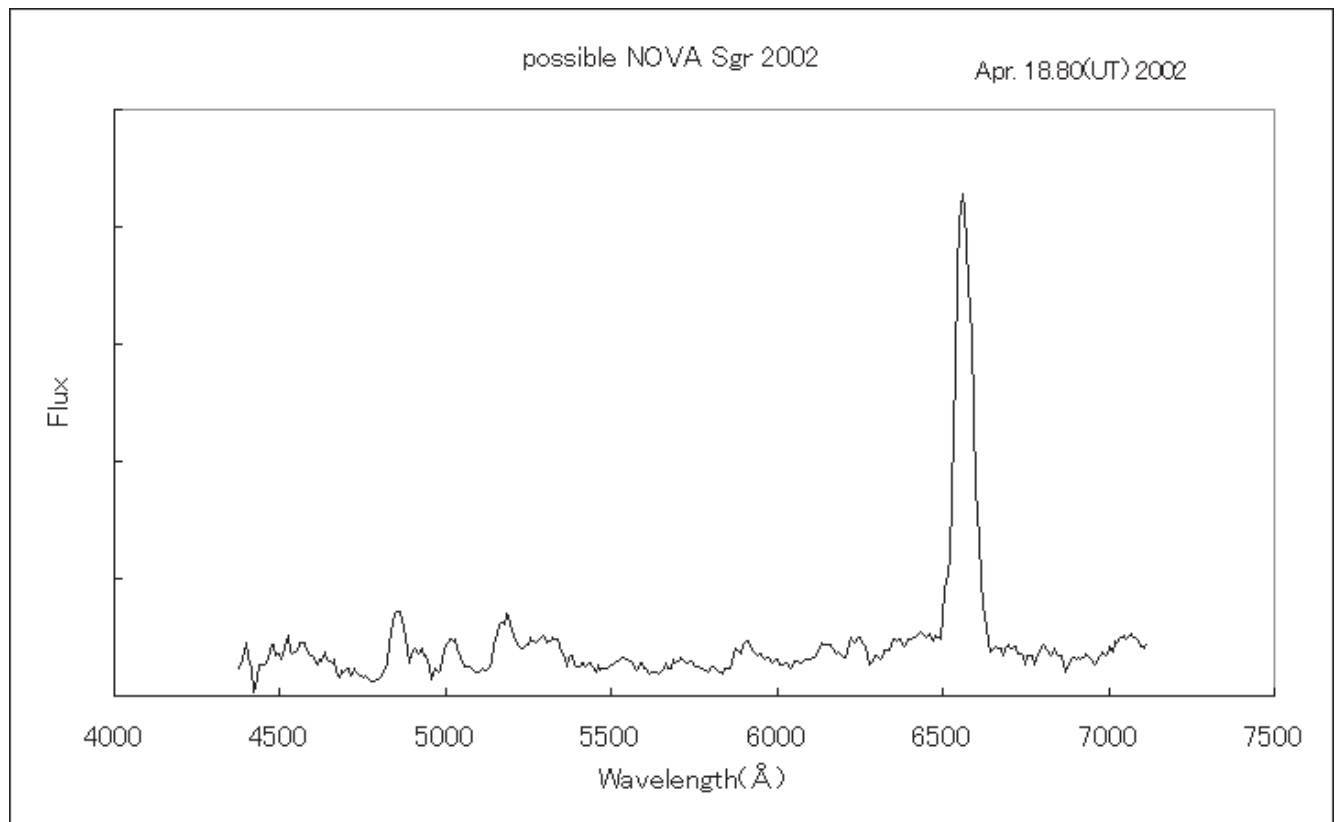


Fig. 5. Espectro da nova V4741 Sgr mostrando ser uma da classe Fe II.

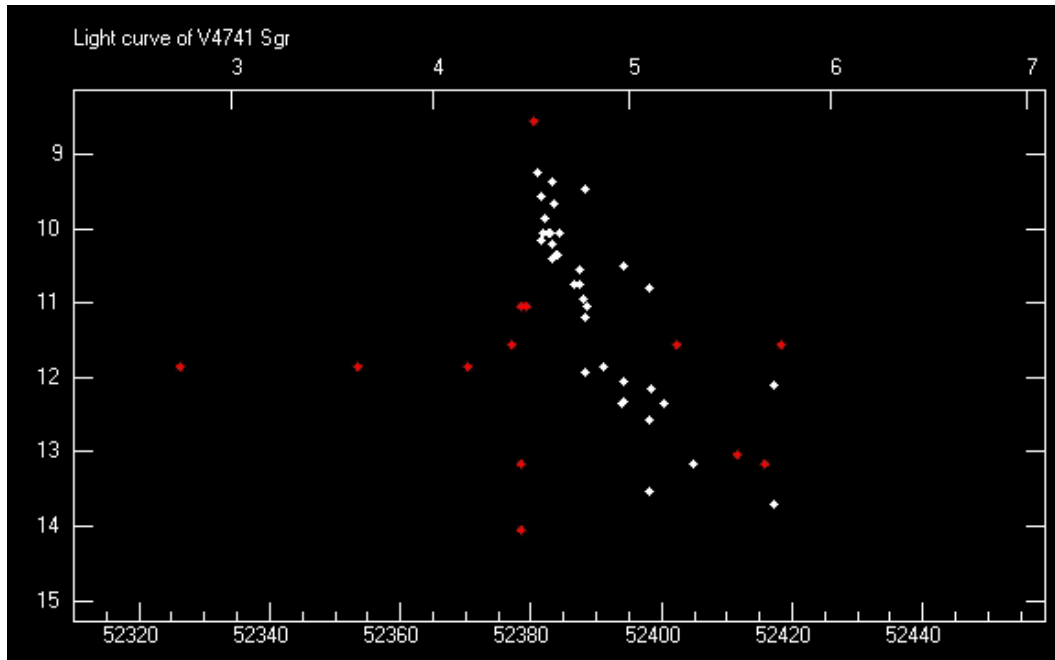


Fig. 6. Curva de luz da nova V4741Sgr, segundo a VSNET.

Detecção de Transiente de Raios X em XTE J0929-314

Paulo Cacella - REA/Brasília

Introdução.

Com a disponibilidade de diversos equipamentos para detecção de transientes em diversas faixas de frequência a astronomia amadora tornou-se ferramenta importante para detecção de contrapartes ópticas, devido a possibilidade de uso de equipamento em tempo hábil.

Os recursos necessários são um telescópio de, ao menos, 8 polegadas, uma câmera CCD, conexão em tempo real com a internet, softwares de suporte para astrometria e fotometria e catálogos de referência.

Os transientes de raios X são observados regularmente pelo Rossi X-ray Timing Explorer da NASA e suas detecções são publicadas nas IAUCs com posições e incerteza associada. Esses fenômenos estão associados muitas vezes a binárias onde um elemento do par é um pulsar que retira massa de sua companheira até praticamente engoli-la por inteiro.

Detecção da Contraparte Óptica do Transiente.

O equipamento de que dispunhamos era um telescópio de 10 polegadas Meade LX-50 manual, uma câmera CCD HX516 com 7.4 μ m de pixel e redução focal de F/4. O suporte computacional era um computador Athlon 1.2GHz com 512Mb RAM e conexão internet via rádio 256kbps. Softwares disponíveis eram a versão para windows do Astrométrica o Guide 8.0 e o catálogo USNO A2 (11 Cds).

Na noite de 30 de Abril de 2002, ao receber a notificação de R. A. Remillard, Massachusetts Institute of

Technology (MIT), for the RXTE ASM Team at MIT and Goddard Space Flight Center, reports the discovery of a faint x-ray transient at R.A. = 9h29m22s, Decl. = -31o22'.8 (equinox J2000.0; estimated uncertainty 3', 90-percent confidence), apontamos o telescópio para essa remota região na constelação de Antlia e fizemos as imagens. O posicionamento da fonte era favorável para observação do hemisfério sul.

A figura 1 apresenta a imagem da região obtida com a chapa vermelha do DSS2 com um círculo de raio 1.5 minutos de arco, que correspondia a região indicada pelo RXTE.

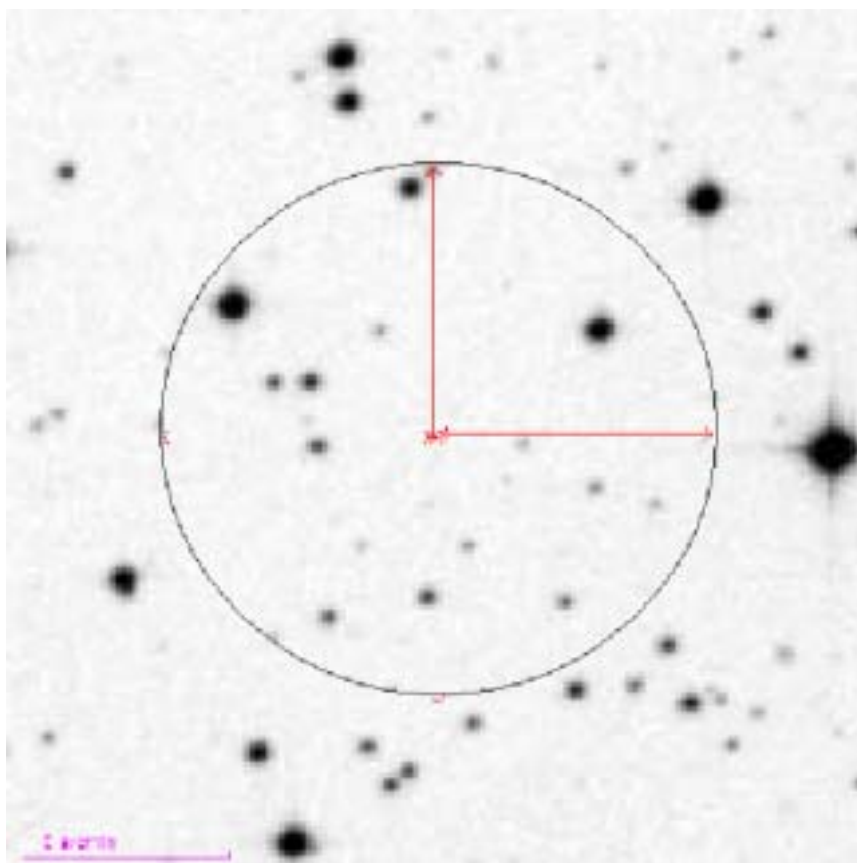


Fig. 1. Imagem do DSS2, chapa vermelha da região provável da fonte com o círculo onde ela deveria se localizar.

Após a aquisição dessa imagem através do Aladin executamos 50 exposições de 20 segundos. Aproveitamos 30 delas, o que deu um total de 10 minutos de exposição. Para redução da imagem fizemos dark frames mas não flats. A figura 2 apresenta a imagem que obtivemos da região em questão sem nenhuma espécie de tratamento posterior a imagem.

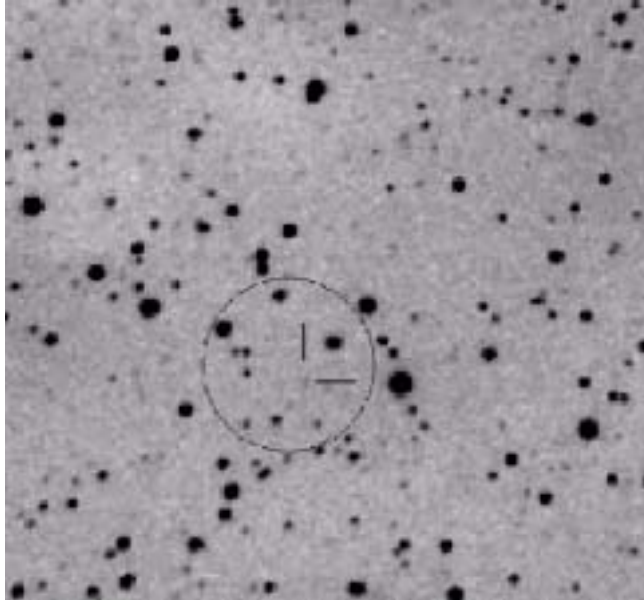


Fig. 2. Imagem do obtida com o CCD em 30x20sec exposições com um SCT de 10" e camera HX516. A imagem apresenta o círculo de posicionamento e marca o transiente detectado.

Em um primeiro momento não observamos nada com uma checagem visual, já que o transiente encontrava-se muito próximo da estrela USNO A 0525-11776445 Mag 19.9B 17.8R at RA 09 29 20.010 Dec -31 22 57.38. Após astrometria da região realizada pelo Astrometrica foi detectado o objeto conforme apresentado na figura 3.

A astrometria forneceu as seguintes posições para o objeto :

Date 05.01.2002 01:50 UT
 RA 09 29 20.222
 Dec -31 23 03.58
 Mag V = 18.3

Os dados foram repassados imediatamente para a IAU. Como a posição informada pelos australianos divergia da nossa a IAU preferiu reter a informação. De fato, a nossa detecção foi anterior a dos australianos, conforme vemos na IAUC 7889.

XTE J0929-314

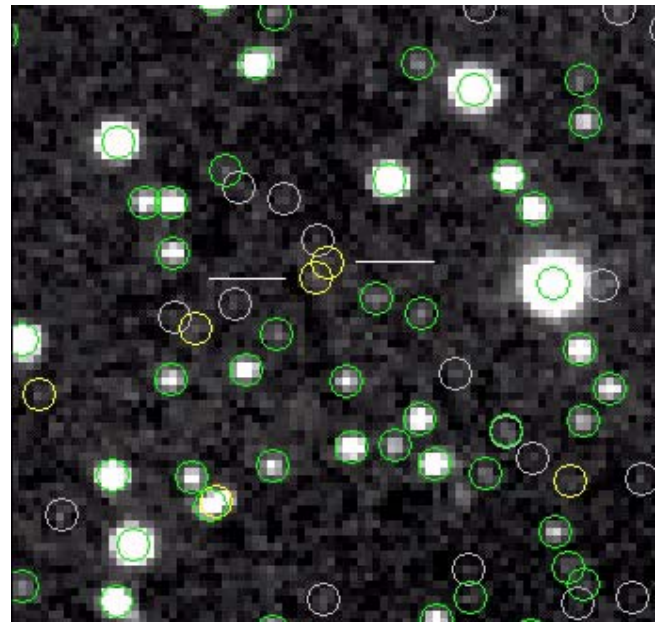


Fig. 3. Imagem da astrometria mostrando a estrela USNO A 0525-11776445 a direita e a contraparte óptica a esquerda.

J. G. Greenhill, A. B. Giles, and K. M. Hill, University of Tasmania, report a possible optical counterpart for XTE J0929-314 (cf. IAUC 7888). Observations obtained around May 1.42-1.58 UT at the 1-m Mt. Canopus telescope show a blue object with V about 18.8 at R.A. = 9h29m20s.16, Decl. = -31o23'02".7 (equinox J2000.0; uncertainty +/- 0".5). The object was also detected in B, R, and I, but not on a red plate from the Digitized Sky Survey. The source faded significantly during the observations.

Na noite que se seguiu fizemos nova observação onde continuamos a detectar a contraparte conforme vemos na figura 4. Houve uma diminuição de brilho, mas não tão intensa quanto a mencionada pelos australianos.

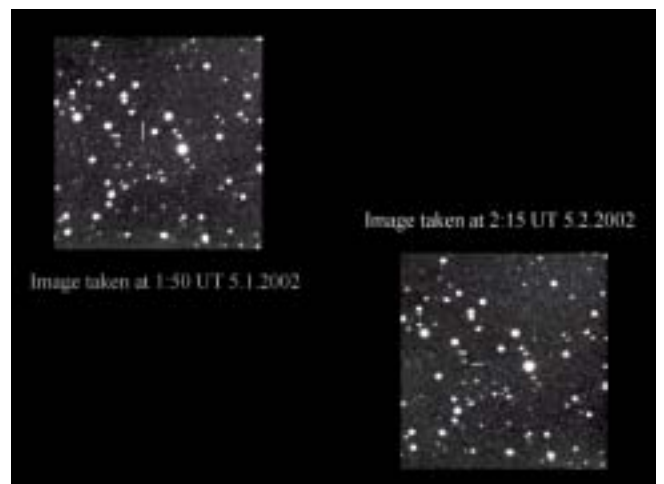


Fig. 4. Imagem de dois dias da provável contraparte óptica

Apenas em 7 de Maio, ao receber posições precisas obtidas pela contraparte rádio do VLA/NRAO, a IAU percebeu a precisão de nossas observações e citou na IAUC 7883 conforme se segue :

IAUC 7893: 7may02

R. A. Remillard, Massachusetts Institute of Technology; and J. Swank and T. Strohmayer, Goddard Space Flight Center, NASA, report the discovery of 185-Hz pulsations in XTE J0929-314 (IAUC 7889). This source was observed in a brief pointed observation with RXTE on May 2, while the average flux was 28 mCrab (2-30 keV). A power spectrum was computed for 800 s of PCA data, and a highly significant pulsation is seen at 185.09 Hz, with a strong harmonic at 370.18 Hz. This is the third known pulsar in which pulsations faster than 10 ms can be seen in the persistent x-ray emission. Rasters across the source give an improved position R.A. = 9h29m18s, Decl. = -31o23'.1 (equinox J2000.0; systematic uncertainty 1'), consistent with the optical candidate (IAUC 7889).

M. P. Rupen, V. Dhawan, and A. J. Mioduszewski, National Radio Astronomy Observatory, report the detection of a radio counterpart to the x-ray transient XTE J0929-314 (IAUC 7888). Observations with the Very Large Array (VLA) at 4.86 GHz show a source with flux density 0.31 +/- 0.07 mJy on May 3, and 0.36 +/- 0.05 mJy on May 7, at R.A. =

9h29m20s.194, Decl. = -31o23'03".41 (equinox J2000.0; uncertainty +/- 0".3). This is 0".8 from the optical position reported by Greenhill et al. (IAUC 7889) and provides strong evidence that this optical identification is correct. Further optical and x-ray observations are strongly encouraged.

P. Cacella, Brasilia, Brazil, reports that an unfiltered CCD image taken with a 0.25-m reflector shows a variable (mag 18.3) that is possibly the optical counterpart to XTE J0929-314 at position end figures 20s.22, 03".6.

Notamos o fato de que não foi informada a data e hora de nossa observação. A figura 5 apresenta os dados de posição com as cruces pequenas indicando as posições obtidas pelo VLA, a cruz grande indicando a nossa astrometria e o círculo indicando a astrometria dos australianos. Considerando a desproporção dos instrumentos e dos recursos empregados o resultado foi excelente. Mais detalhes desse transiente podem ser obtidos no site do VLA em

<http://www.aoc.nrao.edu/~mrupen/XRT/X0929-314/x0929-314.shtml#detection>

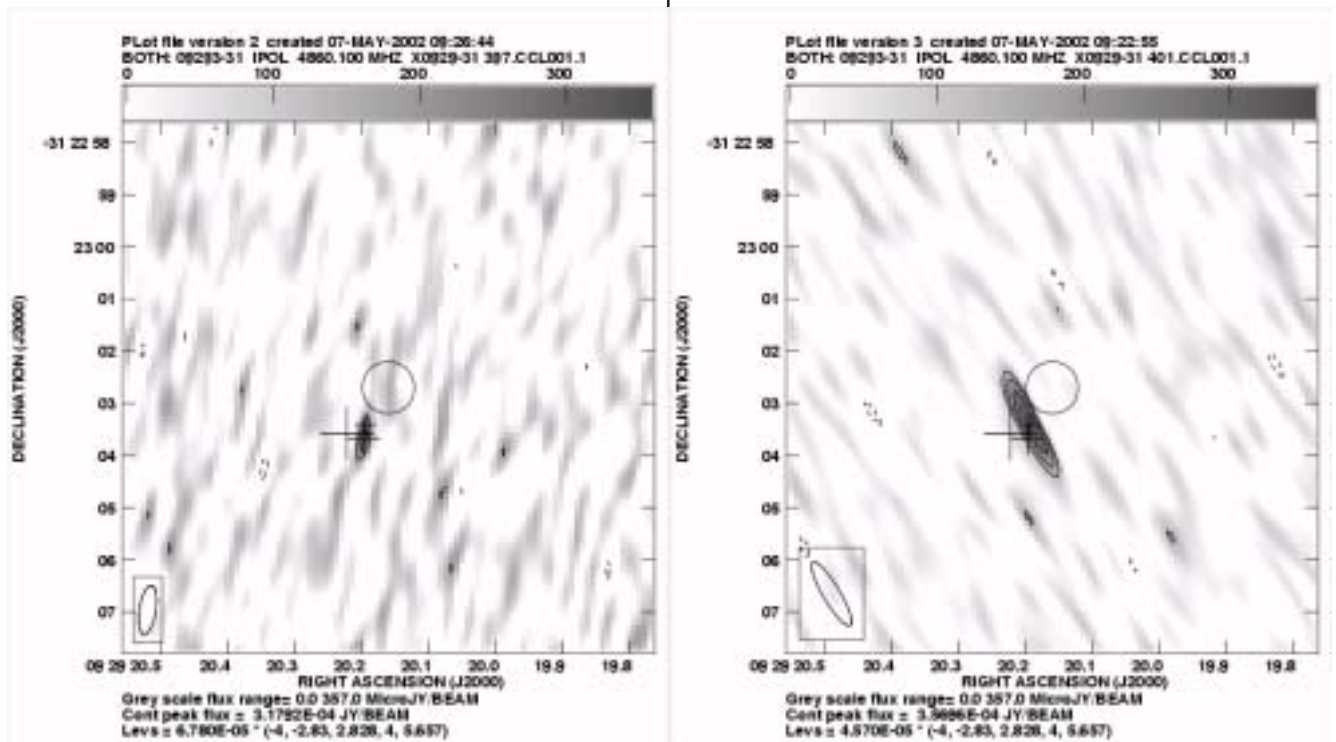


Fig. 5. Imagem rádio do VLA mostrando as posições do VLA (pequenas cruces), a nossa (cruz grande) e dos australianos (o círculo)

Remoção da Vinhetagem de Imagens Astronômicas no Adobe Photoshop

Marco Antonio De Bellis - REA/R.Janeiro

INTRODUÇÃO.

Denomina-se vinhetagem a não uniformidade de iluminação em uma fotografia qualquer, toda vez que a mesma se verifica progressivamente do centro para as bordas da imagem. Em outras palavras, o centro apresenta-se com menos densidade que as bordas da mesma. Há, portanto, uma simetria radial. O termo, existente em língua inglesa, ainda não está dicionarizado em nosso idioma com este sentido. Em imagens astronômicas o efeito é mais acentuado, uma vez que o fundo de céu, que preenche toda a mesma, deveria ter, ao menos teoricamente, a mesma densidade em toda a sua extensão. Pode-se dizer que é a imperfeição mais comum em fotografia astronômica, passando inadvertida aos olhos do leigo, mas flagrante àqueles mais experientes.

Devemos acrescentar ainda que todo sistema óptico, por mais aperfeiçoado (e caro) que seja, apresentará em maior ou menor grau a incorreção descrita. Quanto mais afastadas do centro óptico estiverem as bordas da imagem, tanto mais acentuada a vinhetagem.

TÉCNICA.

A correção da vinhetagem era realizada, nos tempos da velha câmara escura, através de máscaras circulares intercaladas entre a objetiva do ampliador e o papel fotográfico, máscaras estas mantidas em movimento circular durante a exposição. Com o aparecimento de programas de edição de imagem em computador, bem como de “scanners” de negativos e de diapositivos, a técnica tornou-se muito mais fácil e os resultados mais uniformes.

Têm sido descritas inúmeras rotinas por vários autores nos últimos anos. Aquela descrita a seguir, embora siga alguns passos já anteriormente descritos, é original em outros. Pode ser utilizada tanto em imagens obtidas através de filme fotográfico como também para imagens eletrônicas, embora nessas últimas, o uso do “flat field” produza resultados similares.

Os requisitos para a rotina descrita são a imagem digitalizada, o computador (quanto mais

rápido for o processador, tanto melhor) e um programa de edição de imagem. Embora a maioria destes programas possam ser utilizados, descreveremos o procedimento com o Adobe Photoshop 6.0, talvez, no momento, o mais utilizado pela maioria dos amadores e profissionais.

Cabe ressaltar que partiremos de imagens digitalizadas, sem qualquer tratamento prévio, como aquela representada pela Figura 1. A mesma foi obtida debaixo de intensa poluição luminosa (magnitude limite = 3.6), com objetiva de 300 mm f/4.5, diafragmada a f/5.6 para redução inicial da vinhetagem. O tempo de exposição foi de 15 minutos com filme Kodak Gold 100. A foto, que compreende um campo de 6.7 x 4.5 graus, está centrada em: a = 13h 55m 45s e d = -42° 05' 35" (2000.0). Observa-se evidente vinhetagem que pode ser transcrita em números da seguinte forma:

•Densidade no centro da imagem:

$$R = 143; G = 142; B = 144$$

•Densidade no canto superior esquerdo:

$$R = 120; G = 118; B = 118$$

É curioso notar que em imagens a cores pode haver, além de diferenças na densidade, como no caso citado, também diferenças no balanço de cor. A técnica descrita a seguir corrige ambas as imperfeições, levando o fundo de céu a um cinza neutro ($R = G = B$)

À primeira vista, parece que, levando-se o fundo de céu a uma densidade maior, o problema seria minimizado. Para isso, atuaríamos nos “Levels” (Image>Adjust>Levels) de cada canal RGB de forma a levar o céu a uma densidade próxima de zero. Esta técnica, conhecida como “Stretch” funciona muito bem quando não há vinhetagem. No caso acima, entretanto, ela tende a acentuar ainda mais o defeito, como podemos observar na Figura 2.

A técnica que será descrita a seguir consiste em obter uma máscara com densidade de fundo de céu exatamente complementar (negativa) à da imagem original e em seguida somá-la à mesma. Para tanto,



Figura 1: Fotograma inicial apresentando baixa densidade de fundo de céu e vinhetagem típica. Este é o aspecto comum a toda fotografia astronômica logo após a digitalização, sem nenhum tratamento.

partindo da Figura 1, inicia-se eliminando as estrelas mais brilhantes com uma ferramenta do Photoshop chamada Clone Stamp Tool, identificada na Figura 3. Inicialmente colhe-se uma amostra de céu próxima à estrela a ser eliminada, clicando-se com o cursor do mouse nesta

amostra enquanto se pressiona a tecla **Alt**. Em seguida coloca-se o cursor sobre a estrela e clica-se novamente o mouse; a estrela desaparece. O diâmetro de atuação desta ferramenta pode ser variado através do ajuste do “Brush” logo abaixo da barra de Menu. Caso este diâmetro seja



Figura 2: A mesma imagem após atuar nos “Levels” na tentativa de aumentar a densidade final da imagem. A vinhetagem permanece.

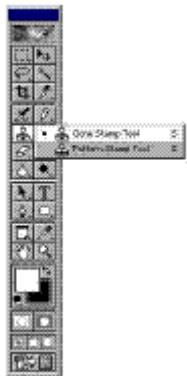


Figura 3



Figura 4

muito pequeno, a estrela não desaparecerá com apenas um toque do mouse. Um bom resultado é obtido com o “Brush” nº 21 ou menor.

Após a eliminação das estrelas mais brilhantes, ou melhor ainda, o maior número delas que nossa paciência permitir, utiliza-se então o “Gaussian Blur” (Filter>Blur>Gaussian Blur) com a finalidade de homogeneizar o fundo de céu, eliminando assim as estrelas mais débeis. A escolha do valor a ser utilizado, vai depender de tentativa e erro, mas a tela deixa ver uma pequena amostra que facilita o processo.

No caso da imagem acima o menor valor do raio que elimina as estrelas remanescentes é 19 pixels. A Figura 4 nos mostra o aspecto da tela do Gaussian Blur com o valor de 19 pixels selecionado.

Valores muito baixos não eliminam completamente as estrelas; valores muito altos diminuem a escala tonal que dará origem à nossa máscara. O aspecto final da máscara aparece na figura 5. Note-se que temos o mesmo fundo de céu da imagem original, mas sem as estrelas.

O passo seguinte é a adição das duas imagens, isto é, aquelas representadas nas Figuras 1 e 6. Para tanto, usamos a rotina Image>Apply Image. Surgirá uma tela como na Figura 7. Os campos deverão ser preenchidos conforme a referida figura, ou seja, no campo Source deverá aparecer a figura que representa a máscara final (no caso, Figura 6).

Após o OK, surgirá a imagem representada na Figura 8, que já não contém vinhetagem mas apresenta uma densidade de fundo de céu muito alta.

Finalmente, através da atuação nas curvas levamos a densidade do céu a um valor menor. Para tal usamos a seqüência: Image>Adjust>Curves. Na tela que se segue, atuamos no campo Output usando o valor que mais nos agrada. No caso abaixo, foi utilizado um valor de 30 (Figura 9).

Após o OK teremos o resultado final, com um fundo de céu cujas densidades serão aproximadamente: R = 36; G = 36 e B = 36. Isto

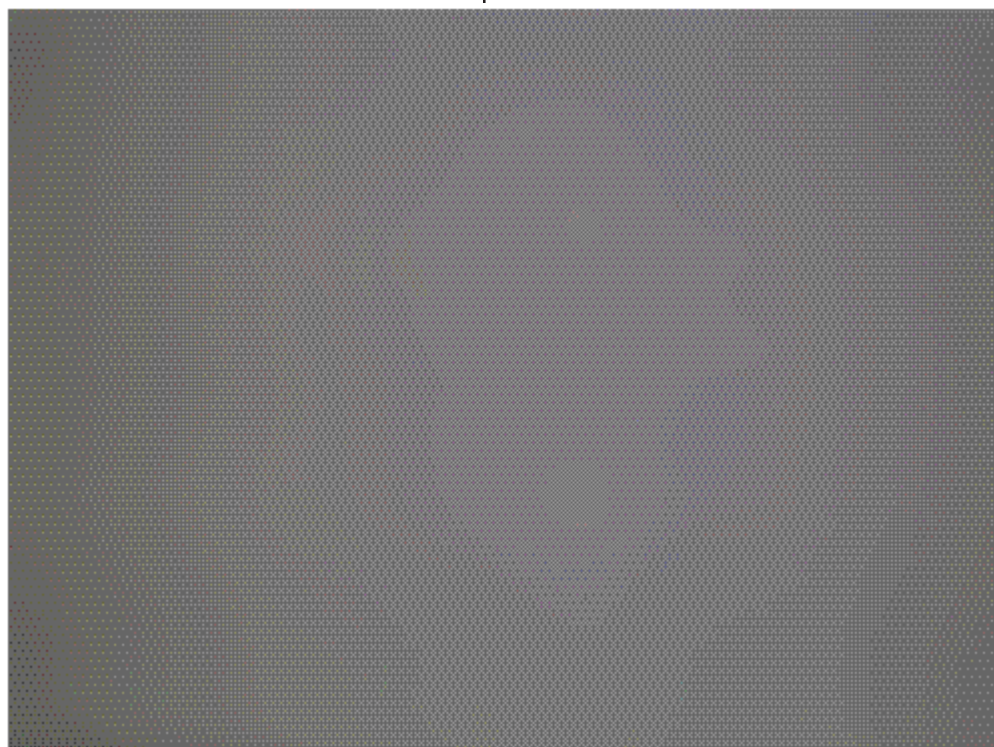


Figura 5: Aspecto final da máscara antes da inversão. Note-se que o centro permanece mais claro que as bordas. O próximo passo é a inversão da máscara. Para isso utilizamos a seqüência Image>Adjust>Invert ou então o atalho Ctrl+I. O resultado aparece na Figura 6, logo abaixo.

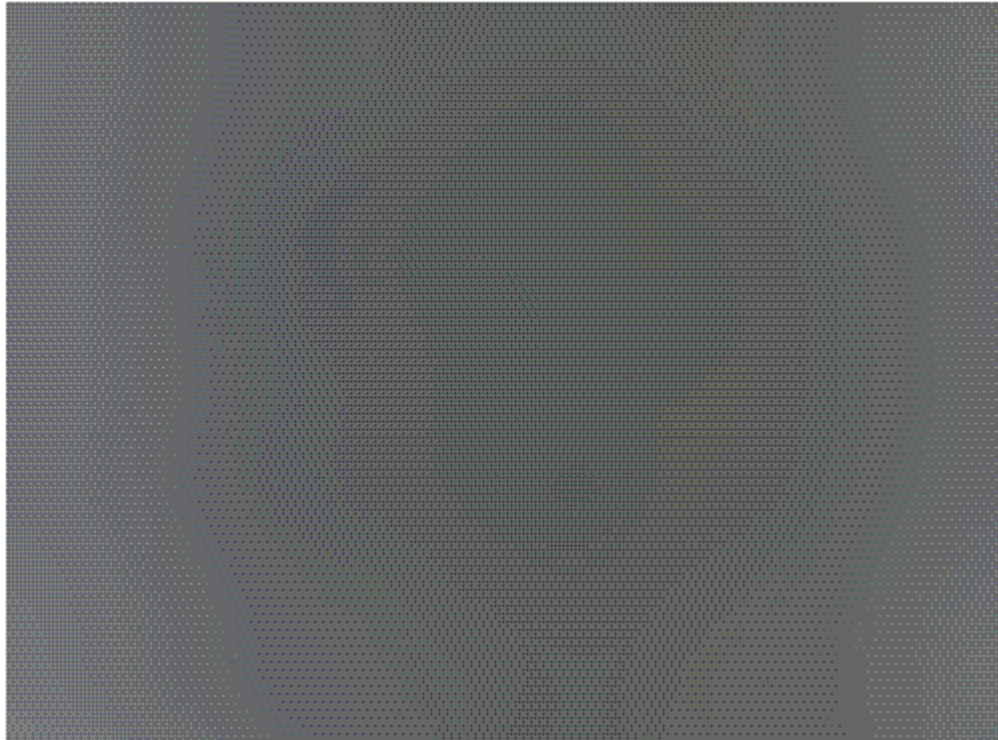


Figura 6: Máscara final. Agora, o centro é mais denso que as bordas.

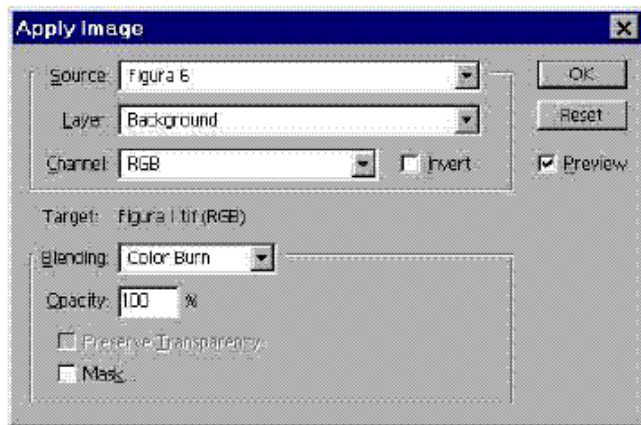


Figura 7

representa um céu absolutamente neutro. Há quem prefira que ele tenha uma ligeira tonalidade azulada. Para tal podemos utilizar em seguida da etapa acima, a mesma tela das Curvas, selecionando o canal Blue e preenchendo o campo Output com um valor que nos agrada; quase sempre ele se situa entre 10 e 20. Valores mais altos levarão o céu a um azul irreal.

Quando temos objetos extensos no campo, como galáxias e nebulosas, o processo de eliminação das mesmas para a confecção da máscara é um pouco mais trabalhoso.

Utiliza-se, neste caso, valores de “Brush” maiores de tal forma

que com um número menor de atuações seja possível substituir os mesmos objetos por um fundo de céu adjacente. Estas amostras de fundo de céu devem ser colhidas concentricamente aos objetos.

Imagens de objetos muito extensos, ocupando quase a totalidade da imagem são muito difíceis de corrigir. Um exemplo de correção de vinhetagem em objetos extensos pode ser visto na Figura 11, logo abaixo. Nesta imagem observa-se que foi corrigida não somente a vinhetagem radial mas também



Figura 8: Logo após o uso do Apply Image. Note-se que a densidade de fundo de céu é muito elevada.



Figura 9

aquela devida ao prisma usado para a guiagem, cuja sombra foi projetada sobre o filme.

CONCLUSÃO.

A técnica descrita acima, embora não opere milagres, corrige na maior parte das vezes mesmo defeitos muito pronunciados. É claro que o resultado nos casos em que a densidade, muito antes de atingida a borda da imagem, já chegou a zero, não será bom.

A utilização de técnicas digitais vem progressivamente substituindo a velha câmara escura,



Figura 10: Aspecto final com a vinhetagem removida.

da mesma forma que os sensores eletrônicos vem substituindo o filme fotográfico. A rotina aqui apresentada substitui, com vantagem, os métodos convencionais utilizados outrora junto ao ampliador, sem os inconvenientes da química envolvida ou da necessidade de câmara escura.

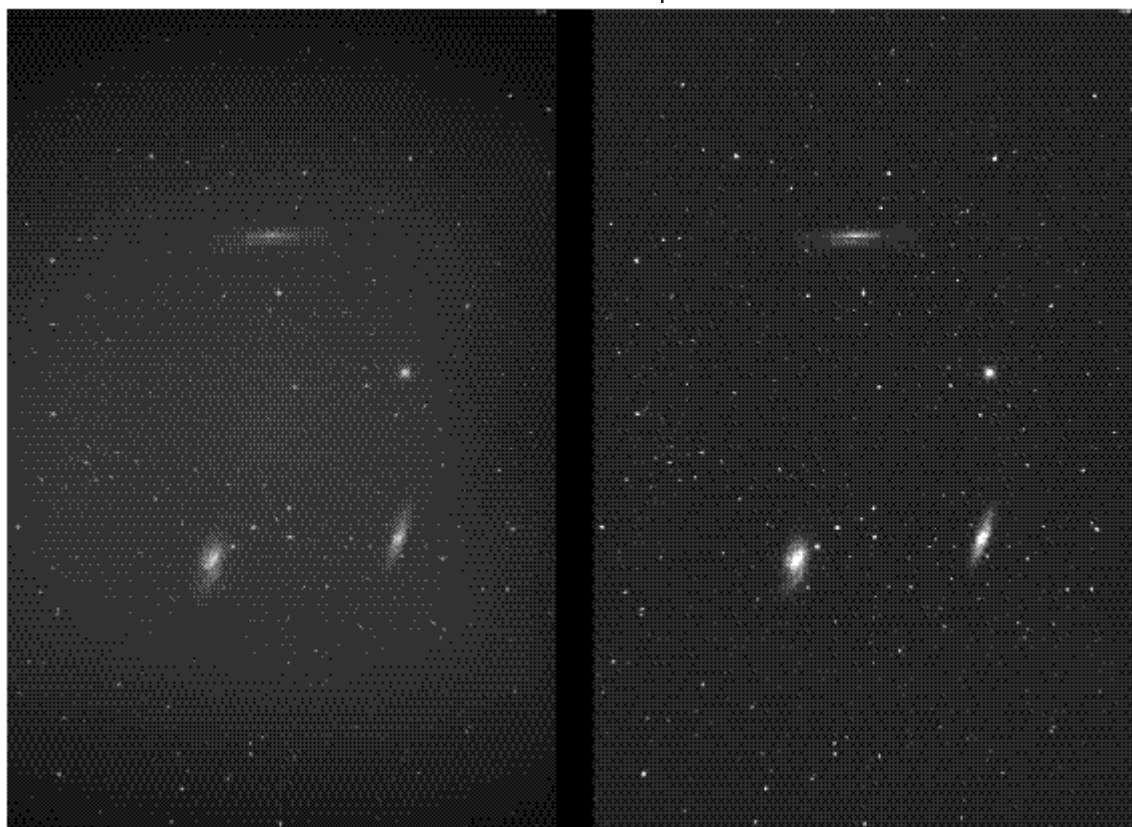


Figura 11

ÍNDICE

| | |
|---|----|
| - EDITORIAL..... | 02 |
| - Descoberta da Supernova 2002BO em NGC 3190..... | 03 |
| - A Intrigante Luz Cinzenta de Vênus: Avanços Recentes e Resultados Observacionais..... | 09 |
| - Observações Astrométricas de Asteróides e Cometas, 2000-2002..... | 13 |
| - Observações Visuais do Cometa LEE (c/1999 H1)..... | 22 |
| - Análise da Curva de Luz de U Octantis..... | 26 |
| - Fotometria CCD da variável de período ultracurto CY Aquarii..... | 32 |
| - Confirmação da Nova SGR 2002 V4741 Sgr..... | 43 |
| - Detecção de Transiente de Raios X em XTE J0929-314..... | 47 |
| - Remoção da Vinhetagem de Imagens Astronômicas no Adobe Photoshop..... | 50 |