

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

Tasso Augusto Napoleão - REA / SP

1 - Introdução

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

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

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

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

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

Em virtude de sua raridade, da peculiaridade de suas características e das muitas incertezas que ainda cercam sua modelagem, as estrelas SX Phe apresentam interesse científico todo especial.

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

2 - Referências prévias

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

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

3 - Trabalhos Observacionais

A série de observações de KZ Hya em que este trabalho se baseia foi efetuada pelo autor na noite de 03 de abril de 2003 (UT), no Observatorio Municipal Cerro Mamalluca, situado próximo à cidade de Vicuña, ao Norte do Chile (a cerca de 20 km do Cerro Tololo Interamerican Observatories, do Gemini South e

do SOAR). Naturalmente, esse sítio é privilegiado, tanto em termos de transparência (MALE visual em torno de 7 mag na região do zênite), como de seeing (da ordem de 2 arcsec). Dessa forma, foi-nos possível monitorar a estrela continuamente durante oito horas consecutivas, cobrindo assim mais de cinco ciclos completos da estrela, sempre em condições perfeitamente fotométricas.

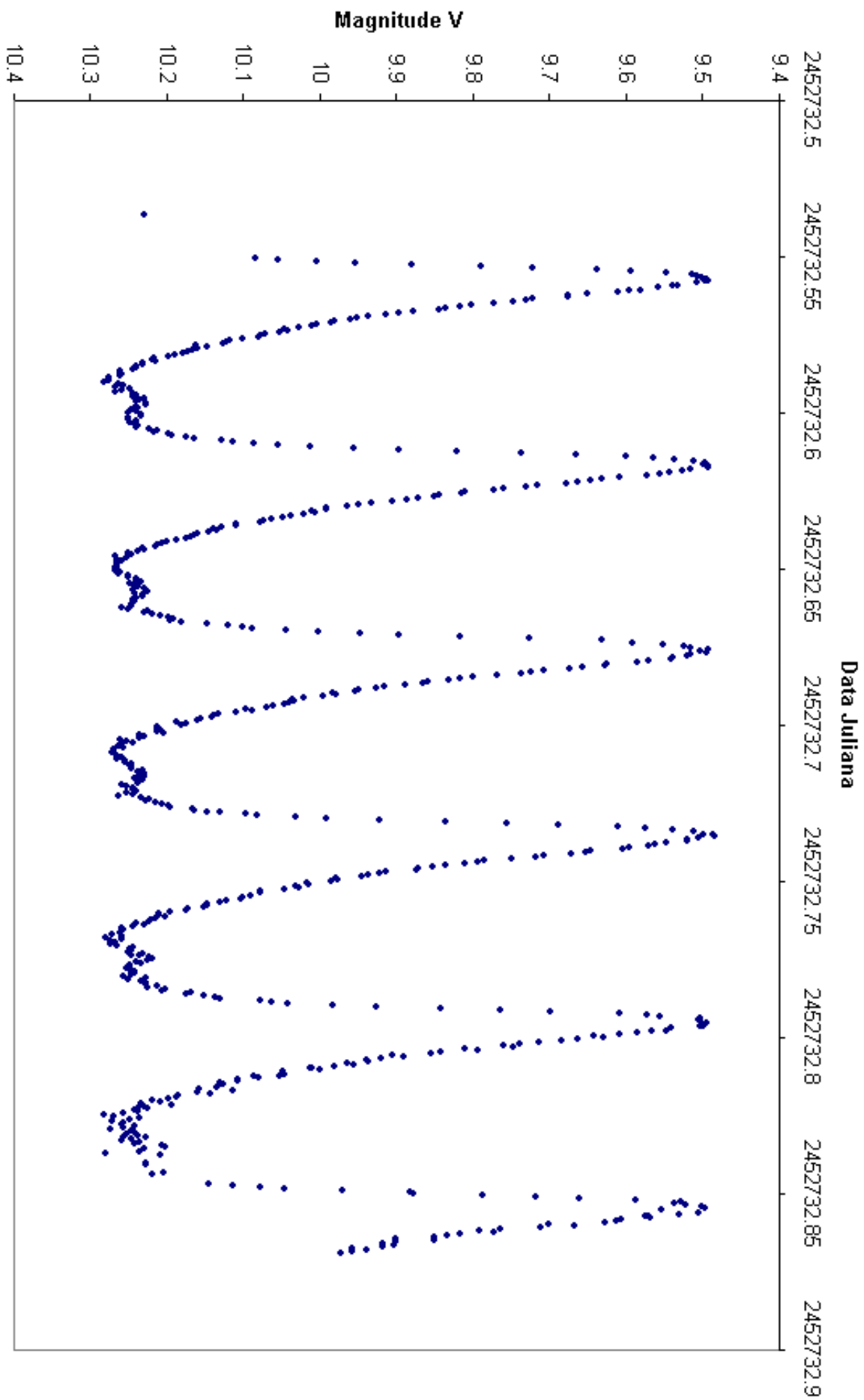
Como desejávamos um monitoramento simultâneo em duas bandas espectrais, preparamos um setup instrumental que consistia do telescópio Schmidt-Cassegrain Meade LX-200 de 305 mm abertura pertencente ao Observatório, e de um refrator Takahashi FS-78 de 78 mm abertura, acoplado a ele em piggyback. Duas cameras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

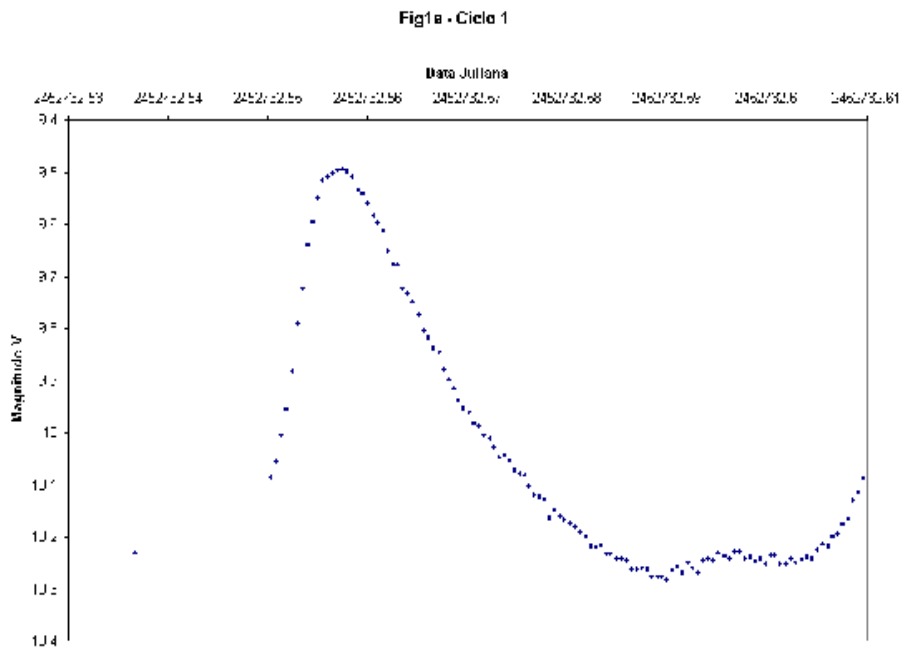
A estrela de comparação utilizada foi HD 93998 (V = 10.18, R = 9.8), a mesma usada por PB79 e que se localizava no mesmo campo CCD de KZ Hya em nossos dois instrumentos.

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

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

Fig 1 - Fotometria V de KZ Hy





Numa primeira aproximação, pode-se estimar que:

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

$$P1 = 0.059587 \text{ dias}$$

Os desvios residuais da média P1 em relação a cada um dos períodos calculados pelos máximos estão entre -0.000264 e $+0.000479$ dias.

4.1.2 - A média dos cinco períodos calculados com base nos mínimos V de cada ciclo, listados

4 - Fotometria: curvas de luz brutas

4.1- Curvas de luz em V

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

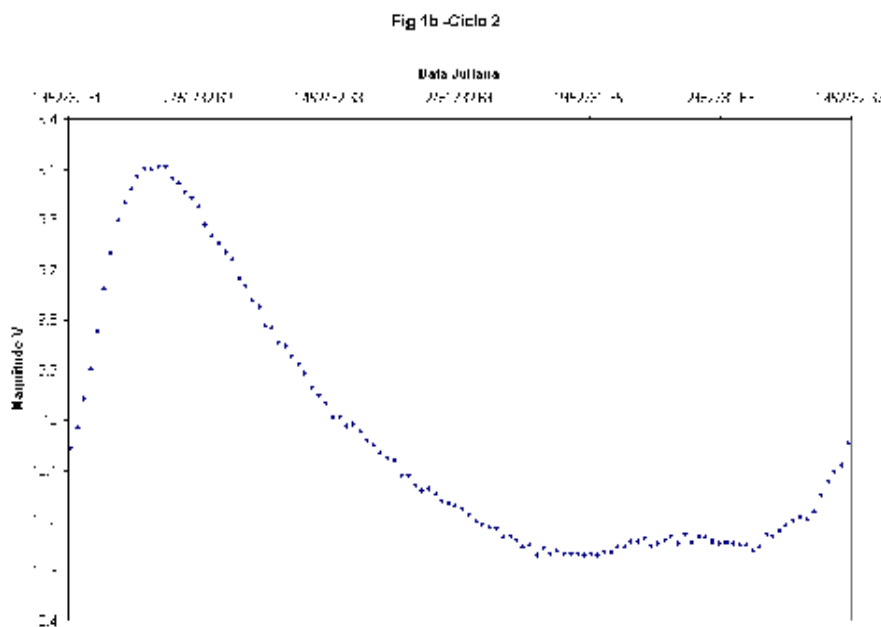
As figuras 1a, 1b, 1c, 1d e 1e permitem visualizar cada um dos cinco ciclos observados de forma individual. Ressalte-se a rápida ascensão para o máximo, além da existência de uma pequena ascensão de brilho logo após o mínimo primário - seguindo-se imediatamente a ela um mínimo secundário (cerca de 0.03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

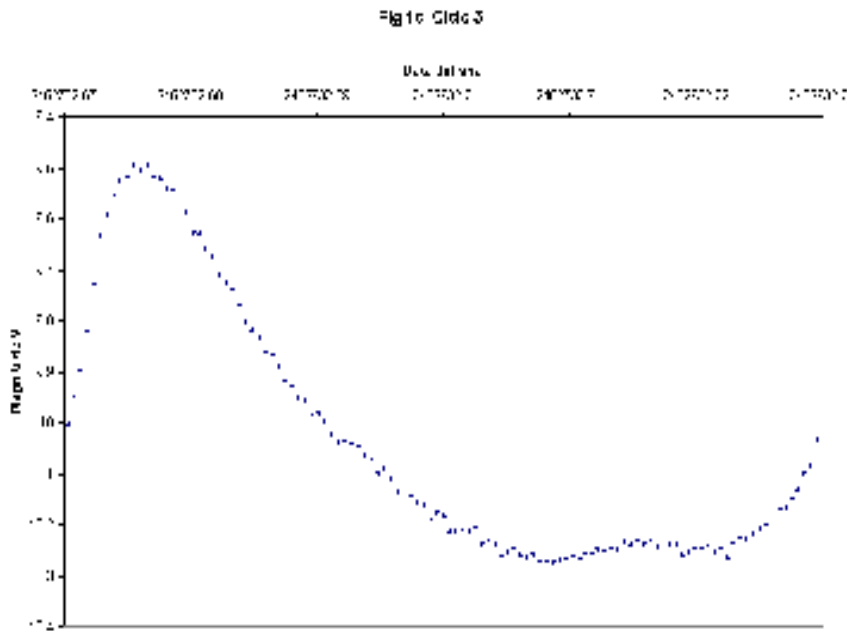
Os máximos e os mínimos extraídos das curvas de luz individuais em V foram calculados utilizando o algoritmo de Kwee e Van Woerden, e são vistos na tabela

na tabela acima, tem um valor que chamaremos por ora de P2:

$$P2 = 0.059395 \text{ dias}$$

Ciclo número	Máximos DJ 245732+	Período pelos máximos (dias)	Mínimos DJ 245732+	Período pelos mínimos (dias)
01	0,557665	----	0,592832	----
02	0,617438	0,059773	0,652515	0,059683
03	0,676569	0,059131	0,712006	0,059491
04	0,736443	0,059874	0,771980	0,059974
05	0,795838	0,059395	0,830687	0,058707
06	0,855110	0,059272	----	----





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

Ainda numa primeira aproximação, nota-se que:

4.2.1 - A média dos períodos individuais acima indicados atinge 0.059772 dias (quando calculada pelos máximos) e 0.059665 dias (pelos mínimos). Consideramos estes valores, entretanto, afetados de incerteza bem maior que aqueles já calculados em V, dada a maior dispersão encontrada nas curvas em R. Por este motivo, essas

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

4.1.3 - A magnitude V de KZ Hya nos ciclos listados acima atinge cerca de 9.49 mag nos máximos, chegando a cerca de 10.29 mag no primeiro mínimo (mínimo primário), e a 10.26 mag no secundário. A dispersão é levemente maior em torno dos mínimos que nos máximos.

Ciclo número	Máximos DJ 2452732+	Período pelos máximos (dias)	Mínimos DJ 2452732+	Período pelos mínimos (dias)
01	0,557921	----	0,592615	----
02	0,616859	0,058938	0,652937	0,060322
03	0,676614	0,059755	0,711908	0,058971
04	0,736028	0,059414	0,771130	0,059222
05	0,795693	0,059665	0,831710	0,060580
06	0,856455	0,060762	----	----

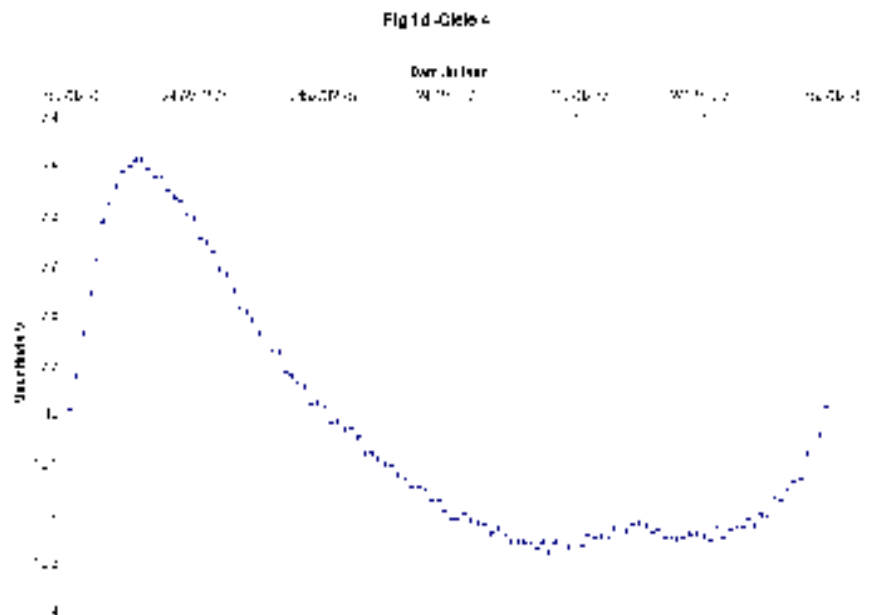
4.2 - Curvas de luz em R

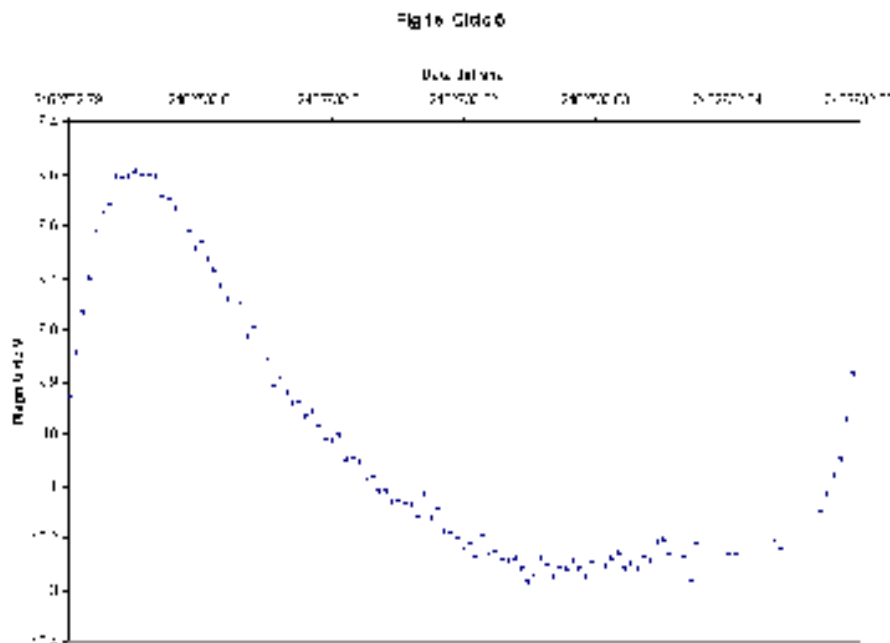
A figura 2 ilustra a curva de luz para toda a noite de observação com o filtro R, também após efetivadas as correções para a extinção atmosférica. De forma análoga ao item precedente, as figuras 2a, 2b, 2c, 2d e 2e mostram individualmente os cinco ciclos observados.

Embora a morfologia das curvas em R seja idêntica àquela observada em V, pode-se notar que a dispersão aqui é nitidamente maior, especialmente nas proximidades dos mínimos. Fatores instrumentais provavelmente colaboraram para esse efeito, bem como a baixa altura da estrela sobre o horizonte após o quinto ciclo. Nas reduções vistas nos capítulos que se seguem, os pontos correspondentes a alturas sobre o horizonte inferiores a quinze graus foram desprezados, para evitar contaminação.

médias não serão utilizadas nos cálculos das secções que se seguem.

4.2.2 - HD 94033 atinge em R uma faixa de magnitudes entre 9.33 - 9.36 mag nos máximos. O fenômeno de duplo mínimo é também perceptível com





o filtro R, porém aparenta ser mais suavizado; sua variação de ciclo para ciclo parece ser mais pronunciada, em parte devido à maior dispersão dos dados. A média dos valores para os mínimos primários se encontra em torno de 10.02 mag, enquanto que para os mínimos secundários, está em torno de 10.00 mag.

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

5 - Periodograma e período mais provável

Para a determinação do período estatisticamente mais provável, utilizamos a técnica do periodograma de Scargle (1982), considerando-se 612 pontos medidos na curva V corrigida pela extinção, e realizando a busca do período entre os extremos iniciais de 0.059000 dias e 0.059999 dias, com um total de cem iterações.

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

$$P = 0.059506 \pm 0.000041 \text{ dias}$$

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

6 - Diagrama de fase

Para a construção do diagrama de fase de nosso período de observação, determinamos de início

sua Época (ponto zero da efeméride, correspondendo ao primeiro máximo ou à fase zero). Isto foi feito através do ajuste, pelo método dos mínimos quadrados, de uma reta simples do tipo $y_{MAX} = y_0 + NP$, onde y_{MAX} representa os diversos máximos tabelados na secção 4.1, e P representa o período que determinamos acima através do periodograma. O intercepto y_0 desta reta nos fornece a Época mais precisa, que corresponde à Data Juliana: DJ 2452732.557720. Neste cálculo, para maior precisão, omitimos o último máximo tabelado, que foi obtido quando a estrela já se encontrava relativamente baixa sobre o horizonte.

Dessa forma, nossa efeméride para a estrela HD 94033 pode ser escrita como:

$$T = 2452732.557720 + 0.059506 N$$

Finalmente, com base nessa efeméride, foi construído o diagrama de fase em V, que pode ser visto na Figura 3. A fasagem incluiu os 612 pontos da curva em V, usando naturalmente a Época e o período de nossa efeméride e com incrementos de 10E-06.

Podemos agora extrair interessantes conclusões deste diagrama:

A efeméride calculada representa bastante bem os ciclos da estrela nas datas observadas, e é perfeitamente compatível tanto com os diagramas de fase obtidos por PB79, como por MB85. Não são aparentes períodos secundários na estrela. O desvio-padrão entre a “curva média” suavizada gerada pelo diagrama de fase e os 612 pontos de dados é de 0.014 mag, indicando assim uma razoável dispersão em nossas medidas.

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

Fig 2 - Fotometria R de KZ Hya

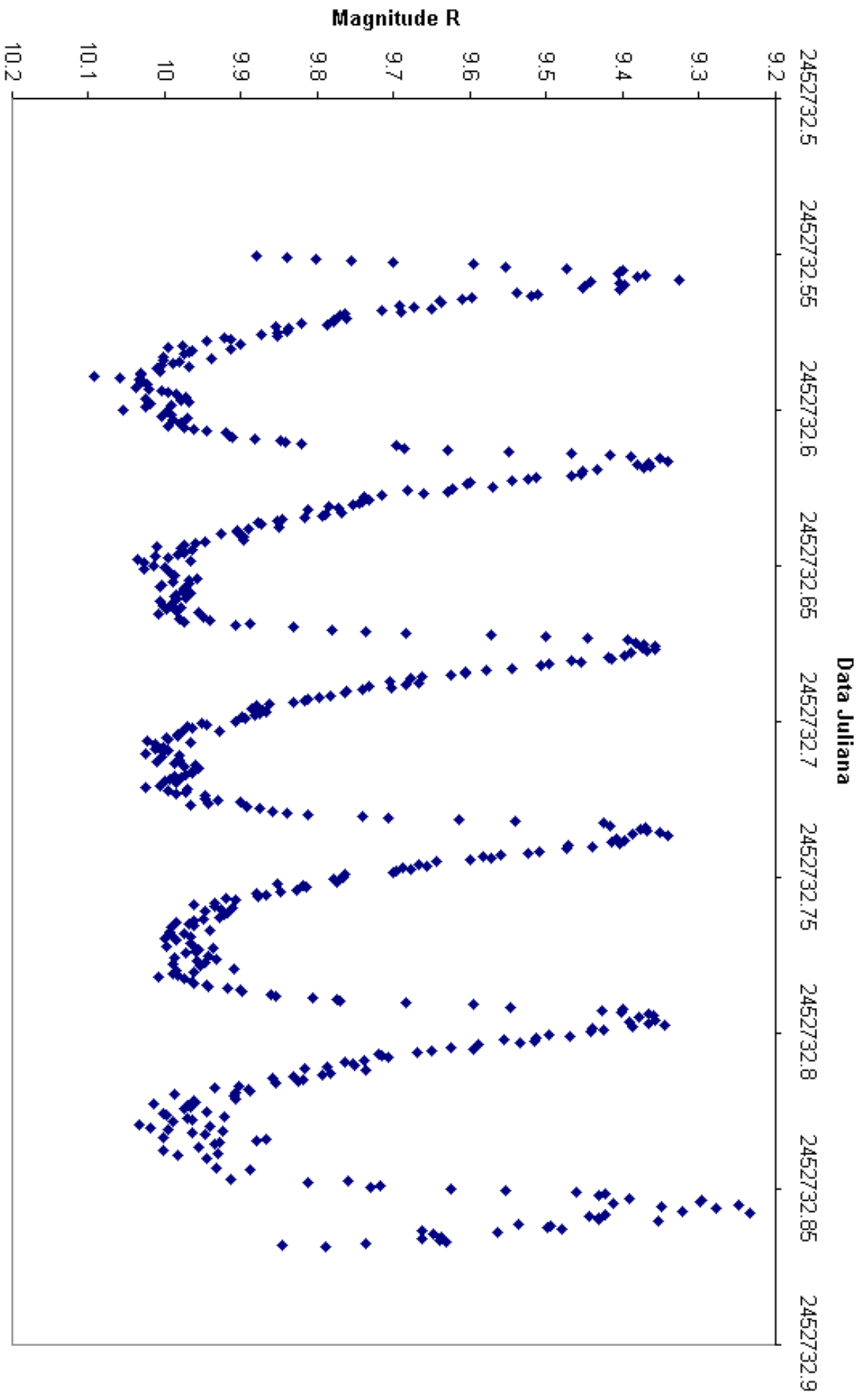
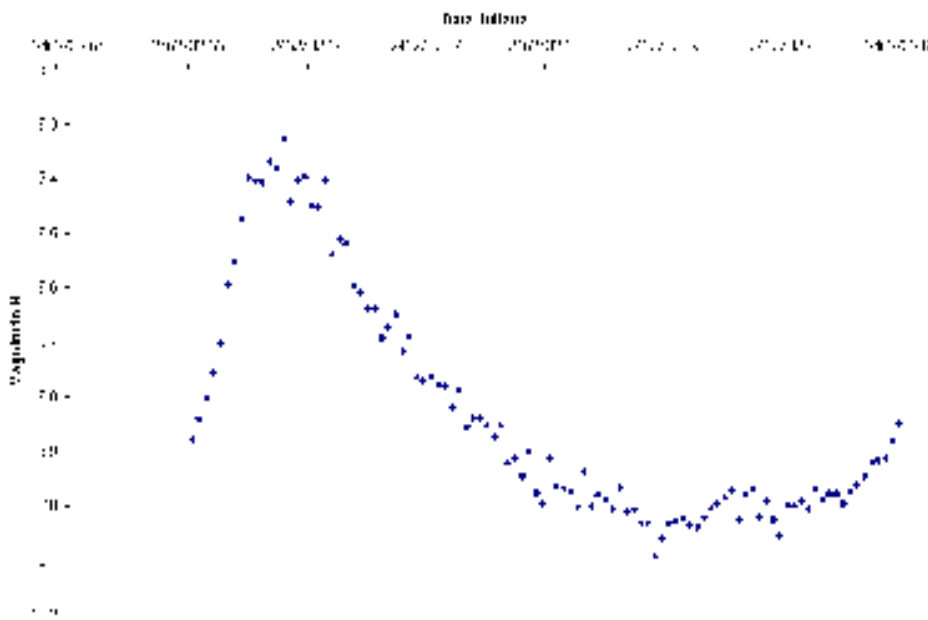


Fig 28 - Ciclo 1



mag (aqui sim, provavelmente uma decorrência de diferenças instrumentais na fotometria).

7 - Índice de cor (V-R)

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

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

na nossa curva em (V-R) o duplo mínimo evidenciado na curva visual.

8 - Cálculo dos parâmetros físicos

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

Os seguintes parâmetros físicos de KZ Hya foram calculados com base em nossos dados:

- 8.1 Magnitude absoluta média M_v
- 8.2 Luminosidade média em unidades solares
- 8.3 Distância da estrela
- 8.4 Raio médio da estrela
- 8.5 Massa da estrela
- 8.6 Gravidade superficial

8.1 - Magnitude absoluta média (M_v) :

Para determiná-la, utilizamos uma relação empírica período-luminosidade desenvolvida por Mc Namara em 1997 e específica para as estrelas da classe SX Phe. Obviamente, tanto PB79 como MB85 adotaram

Fig 29 - Ciclo 2

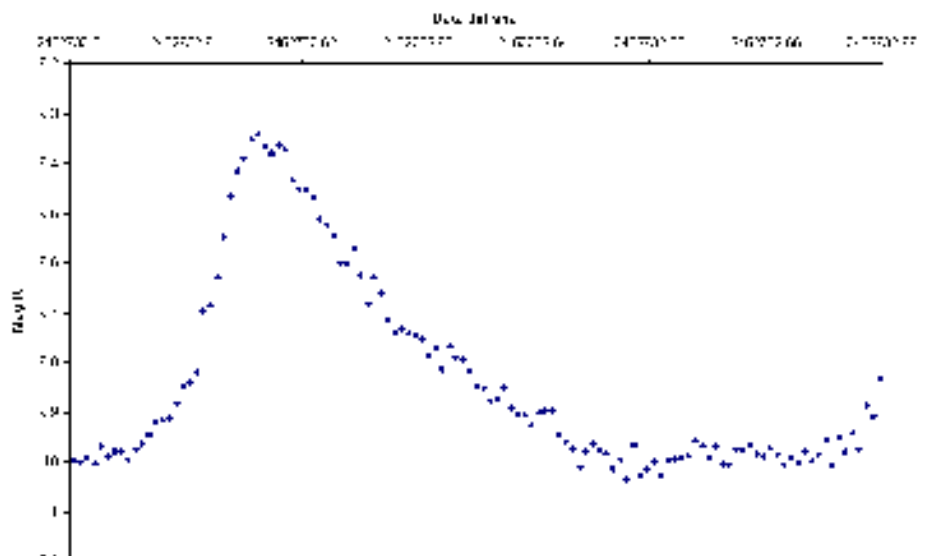
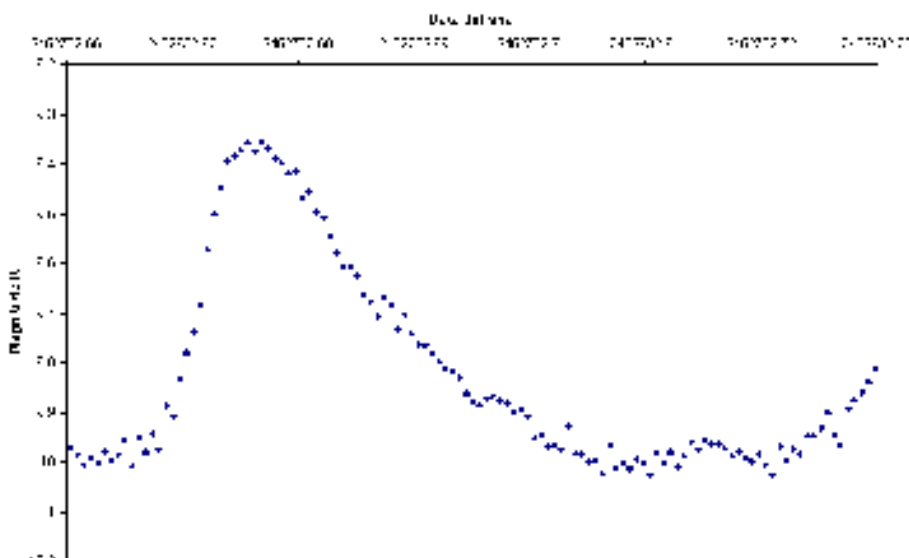


Fig 2c Ciclo 3



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

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

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

$$M_v = 2.63$$

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

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

$$M_V, SOL - M_V = 2.5 \log (L / L_V, SOL)$$

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

$$L = 7.15 L_{SOL}$$

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

que nosso valor de V = 10.01 é precisamente o mesmo encontrado por PB79, e também que M_v é quase exatamente o mesmo (2.63 neste trabalho, versus 2.61 em PB79). Isso significa que os resultados das distâncias serão também semelhantes, desde, obviamente, que seja adotado o mesmo valor de A_v. Acreditamos que o ponto da extinção interestelar é interessante e merece uma discussão à parte.

A extinção interestelar A_v pode ser estimada de diferentes formas. Uma delas é um processo fotométrico que leva em conta as diferenças entre os índices

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

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

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

$$D = 278 \text{ pc (ou cerca de 906 anos-luz)}$$

Como era de se esperar, este valor é praticamente igual ao obtido por PB79, que encontraram D = 282 pc. Situação semelhante ocorreria caso se

Fig 2d Ciclo 4

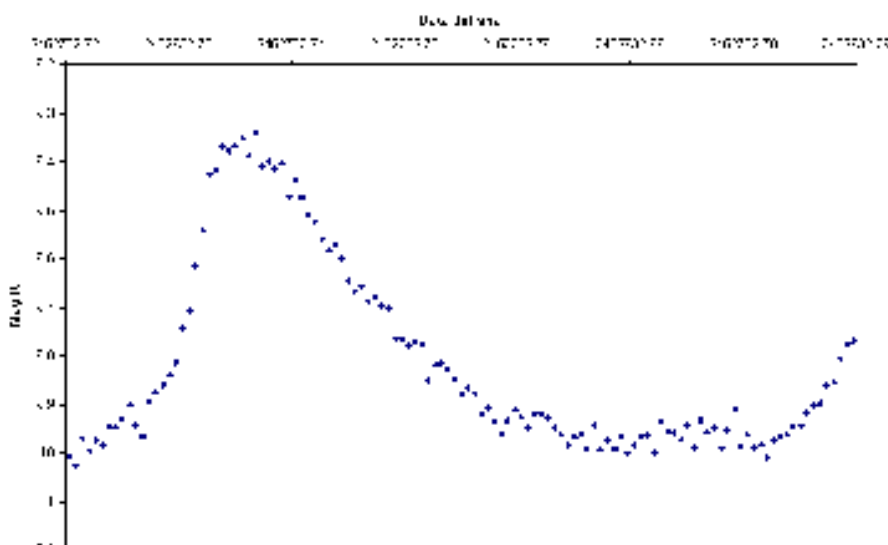
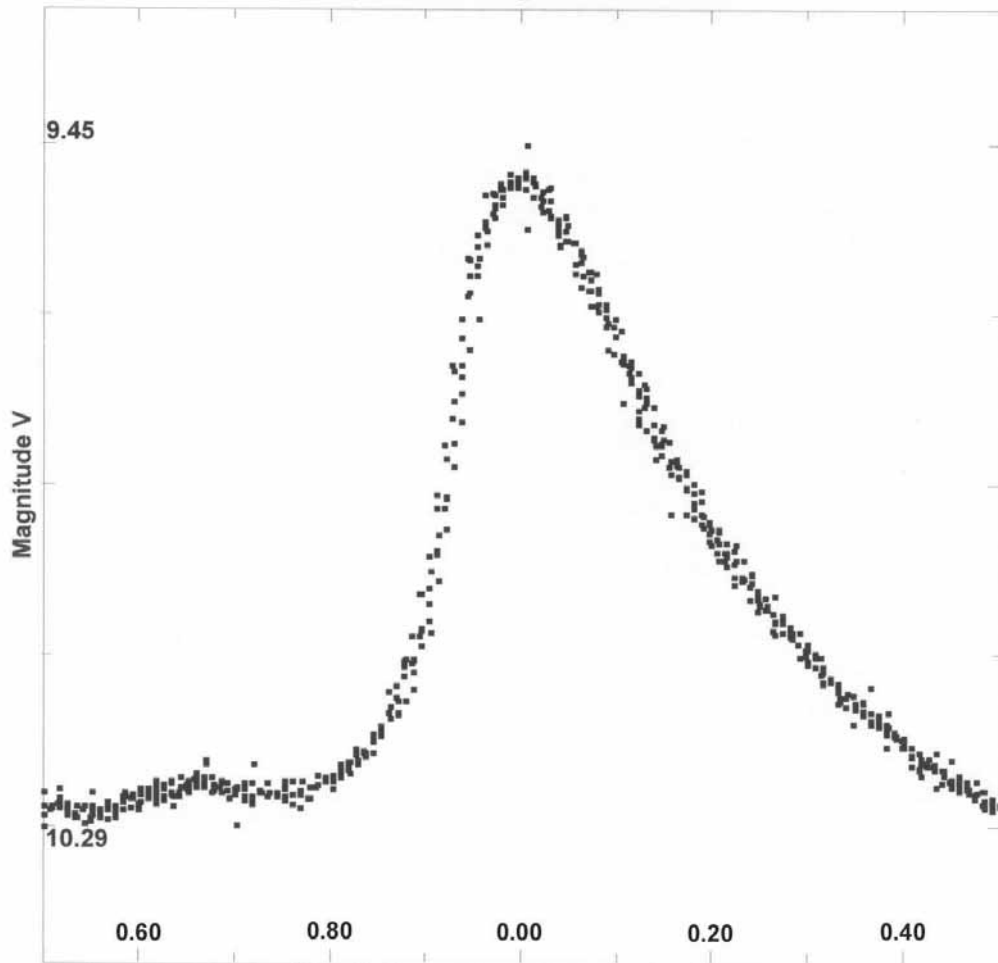


Figura 3 : Diagrama de Fase



adotasse o valor encontrado por MB85 para o excesso de cor $E(b-y) = 0.035$: Pelas equações de Crawford, esse valor se traduziria em um excesso de cor $E(B-V) = 0.047$, e conseqüentemente em uma extinção $A_v = 0.141$. Repetindo o cálculo acima com essa nova premissa, a distância a partir de nossos dados se converteria em $D = 280$ pc.

Ou seja, se nos basearmos no processo fotométrico para a estimativa da extinção, a diferença se torna irrelevante com os dados de qualquer dos autores usados como referência. Uma situação bem distinta ocorreria, no entanto, se a extinção fôsse estimada a partir das coordenadas galácticas da estrela ($l = 271.3$, $b = +30.02$), e fazendo-se uso do banco de dados do NED (NASA Extragalactic Database - que por sua vez utiliza as equações de Schlegel et al (1998) para calcular o avermelhamento. Consultando o NED para nossa estrela, encontraríamos um excesso de cor $E(B-V) = 0.100$ mag, e em conseqüência o avermelhamento $A_v = 0.300$. Claramente, os resultados agora serão mais discrepantes, o que se constata facilmente repetindo o cálculo através da equação do módulo de distância. O resultado é agora $D = 260$ pc (ou cerca de 848 anos-luz).

Está fora do alcance deste texto uma discussão mais aprofundada dos métodos de estimativa

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

8.4- Raio médio de KZ Hydrae : Pode ser estimado de forma aproximada pela teoria do corpo negro. Na equação abaixo, derivada dessa teoria, T representa a temperatura efetiva da estrela (que foi avaliada em 7650 (K por PB79 através de cinco diferentes processos), 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:

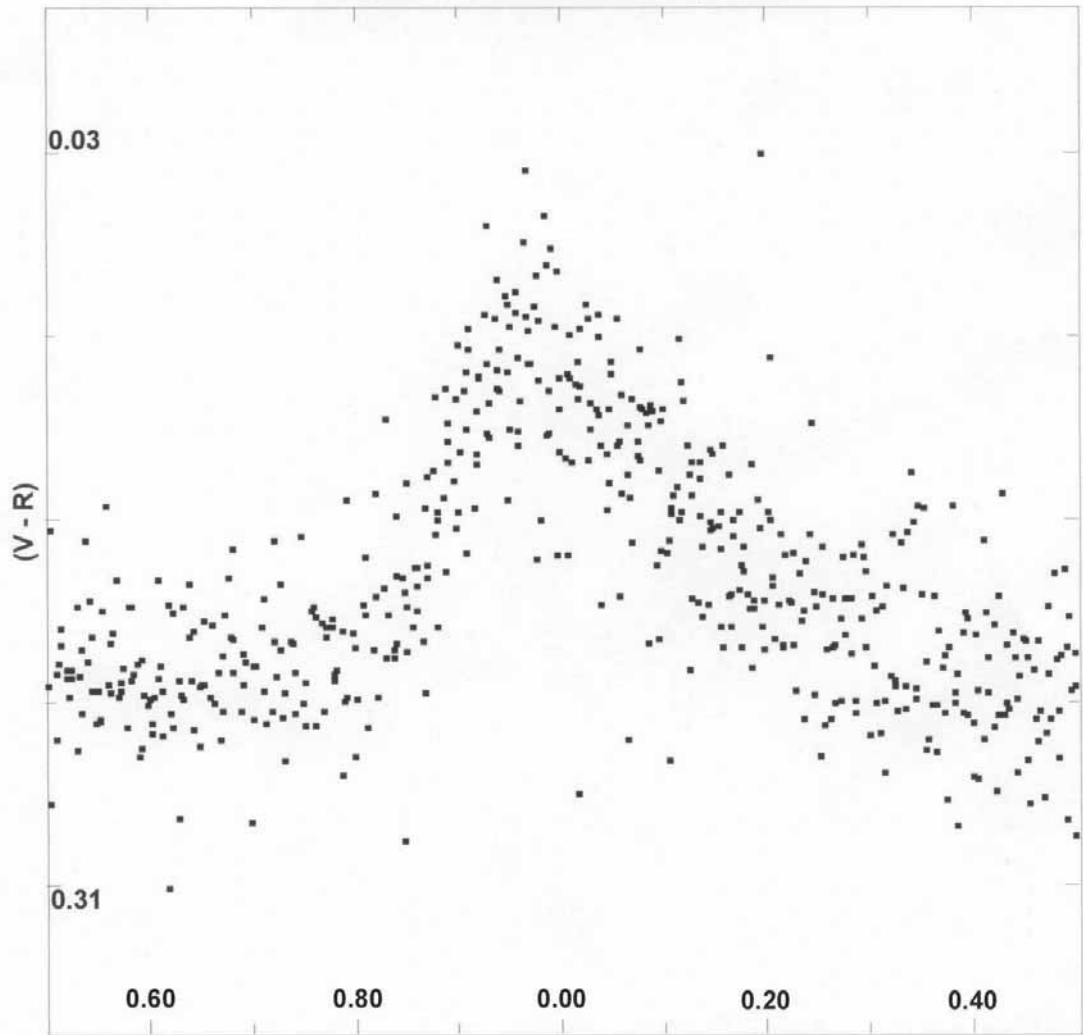
$$\text{Log } R = 5700 / T - C - 0.2 M_v$$

Resultou para R o valor abaixo:

$$R_{\text{MEDIO}} = 1.58 \text{ raios solares}$$

8.5 - Massa de KZ Hydrae: Utilizamos para seu cálculo a equação de pulsação, vista abaixo. Nela, P representa o período fundamental (aquele que

Figura 4: Índice de cor (V - R)



medimos); M e R são respectivamente a massa e raio médio da estrela (que acabamos de calcular); e Q é a constante de pulsação, cujo valor (segundo MB85) é de 0.031 dias, para estrelas da classe SX Phenicis:

$$M / R^3 = (Q / P)^2$$

Substituindo os valores obtidos, resulta para M :

$$M = 1.07 \text{ massas solares}$$

8.6 - Gravidade superficial: calculada em cm^2 / seg pela expressão da constante de gravitação de Newton, vista abaixo. Note-se que expressamos o resultado em $\log g$, ao invés de g , por esta ser a forma como esse valor costuma ser indicado na literatura.

$$g = GM / R^2$$

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

$$\log g = 4.07$$

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

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

Finalmente, iremos tentar nesta secção estudar o diagrama (O - C) de KZ Hya desde a descoberta da estrela em 1975 por Przybylski e Bessell. Note-se que a expressão (O - C) significa "Observado menos calculado". Esta é considerada a técnica mais eficaz para determinar se existem possíveis variações seculares no período de uma variável (por exemplo, se

	PB79	MB85	Este Trabalho
magnitude absoluta média	2,61	2.6 (bol)	2.63
Luminosidade (unidades solares)	N/A	N/A	7.15
Distância (com a mesma extinção)	282	N/A	278
Massa (unidades solares)	N/A	0.9 (teórica)	1.07
Gravidade superficial ($\log g$)	4.0	4.14	4.07

ela apresenta aumento ou redução ao longo de um intervalo de tempo extenso). Como a descoberta de KZ Hya se deu há quase trinta anos, nossa premissa foi de que, caso houvesse mudanças de período, estas pudessem ser detetadas neste intervalo de tempo.

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

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

Da análise do diagrama (O - C) pode-se concluir imediatamente que o período da estrela parece ser maior que o estimado por PB79. (Um período constante e igual aos estimado por aqueles autores seria representado por uma linha reta horizontal coincidente com o eixo das abscissas; e a declividade positiva que vemos na curva indica que o período estimado por PB79

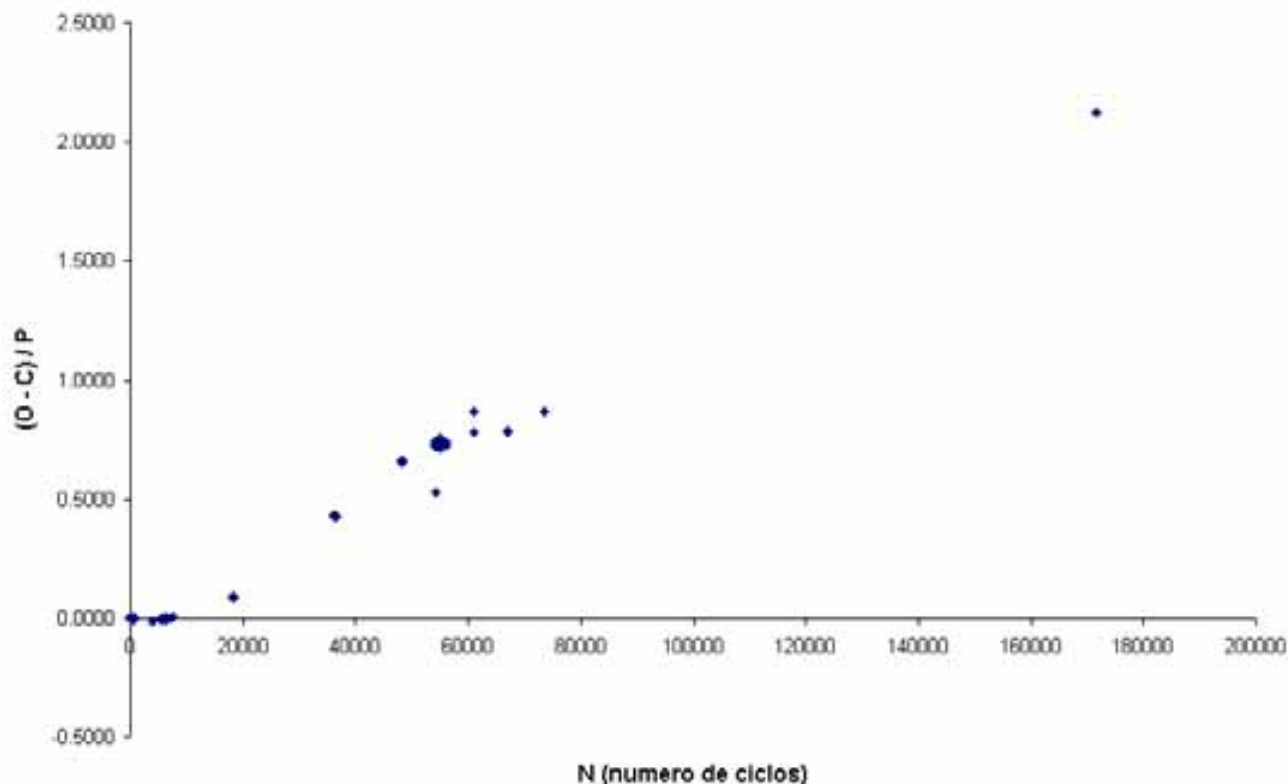
deve ser menor que o período efetivo). Uma conclusão semelhante já havia sido sugerida como provável em MB85, e Liu Yanying et al (1991) mencionam um valor de 0.059511036 para o período, também significativamente maior que o de PB79.

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

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

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

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



10- Agradecimentos

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

11 - Referências bibliográficas

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

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

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

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

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

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

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

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

Przybylski , A. and Bessell, M. S., The Ultra Short Period Cepheid HD 94033, MNRAS 189, 377-385 (1979).

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

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

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

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