

Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Departamento de Astronomia

Determinação do Período de
Rotação de alguns Asteróides Através
de Observações Fotométricas

Aluna: Tatiana Andrade Guimarães

Orientadora: Daniela Lazzaro(Observatório Nacional)

Projeto de Final de Curso para a Obtenção do
Título de Astrônomo

2001

À Princesa e Mira e à memória de
Branco, Bob, Ralf e Anitinha

Agradecimentos

À Mariana Camargo, por ser a pessoa mais Maravilhosa do mundo.

Ao meu pai, Jorge e minha mãe Maria Helena, pela casa, comida(?) e roupa lavada e meu irmão Felipe cuja ajuda computacional foi de fundamental importância.

Às amigas Carolina Kehrig, Claudinha, Fernandinha, Irene e Luli.

Ao Eduardinho por ser os mais lindo e adorável de todos!

Aos colegas do Valongo, Vinicius, Wagner e Eduardão e aos outros também.

Aos colegas do ON e do instituto de física da UFRJ e aos professores.

Aos colegas da geologia, geografia e meteorologia, em especial à Luisa Helena, Cíntia e Thaisinha.

Aos Ricardos Ogando e Schiavon, sem as suas caronas eu jamais teria chegado até aqui...

À Lili, Princesa, Sheik, Pretinha, Mira e Tobi por serem os amigos mais fiéis de todos. E também aos insuportáveis gatos!

Às adoráveis professoras Encarnaciòn e Lilia Irmeli por todo o seu apoio durante todo o curso.

À minha excelente e, para manter o título, **super** paciente orientadora Daniela Lazzaro, por todas as oportunidades que ela me deu.

Aos colegas do grupo de planetologia, Thaís Mothé-Diniz e Jorge Carvano, Claudia Angeli, Alberto Betzler, Marcos Florczak, Sandro Pinto (Sanoro), Paulinho, Roberta e Mônica.

Ao Rundsthein e ao Kohl, parece que os computadores só obedecem a vocês...

Aos pesquisadores do antigo DAF, Antares Kleber, Reinaldo de Carvalho, Eduardo Telles, Celso e Natalie Batalha, Dalton Lopes e Kátia Cunha, por tornarem o ambiente de trabalho tão agradável.

Resumo

O objetivo deste trabalho é a determinação das propriedades rotacionais de uma amostra de asteróides visando uma melhor compreensão dos processos colisionais ocorridos no Cinturão de Asteróides. Os asteróides foram selecionados entre os de pequeno tamanho, com diâmetro inferior a 50km, e os pertencentes a famílias. No caso dos pequenos asteróides é necessário verificar o que algumas estatísticas recentes tendem a indicar, ou seja, que estes objetos teriam período rotacional similar a dos asteróides maiores. Se isto for confirmado, então estes corpos representam uma população não evoluída colisionalmente ou evoluída de tal forma a não modificar substancialmente as rotações de formação. Em relação às famílias de asteróides, estas são resultantes da fragmentação de um único corpo "progenitor". A distribuição dos períodos de rotação dentro de uma família pode, portanto, nos fornecer informações sobre a distribuição de energia durante a colisão.

Foram selecionados 10 asteróides e realizadas observações fotométricas com câmaras CCD. A partir destas observações foram determinados os períodos de rotação destes asteróides, com valor entre 4 e 11,5 horas. As amplitudes determinadas, entre 0,17 e 0,57 magnitudes indicam que estes asteróides têm formas não muito alongadas, ao menos, nos ângulos de aspectos em que foram observados. Apenas dois asteróides, 797 Montana e 2433 Sootiyo, apresentam curvas de luz com amplitudes maiores, indicando que estes asteróides têm forma irregular e alongada.

Abstract

The aim of the present work is to determine the rotational properties of a sample of asteroids in order to better understand the collisional processes occurred in the Main-Belt. The asteroids were selected among those of small size (diameters smaller than 50km) and those which belong to families. In the case of the small ones, it is necessary to verify what some recent statistics tend to indicate, that is, if these objects would have rotation rates similar to those of the bigger asteroids. If that is confirmed, then these bodies would represent a collisionally not evolved population or evolved in such a way that their initial rotation rates have not suffered greater changes. The asteroids families are the result of a fragmentation of an only "parent" body. The rotation rate distribution of the members of a family can provide us with information about the energy distribution during the collision.

Ten asteroids were selected and photometric observations were performed with CCD cameras. The rotation periods of these asteroids were determined from these observations and the obtained values range from 4h to 11.5h. The determined amplitudes, ranging from 0.17 to 0.57 magnitude, indicate that these asteroids do not have a very elongated shape, at least not in the aspect angles observed. Only two asteroids, *797 Montana* and *2433 Sootiyo*, present lightcurves with larger amplitudes, indicating that these asteroids have irregular and elongated shapes.

Índice

Introdução - Os Asteróides e suas Propriedades Rotacionais	1
Capítulo 1 - Das Observações à Determinação do Período de Rotação de um Asteróide: Metodologia	
1.1 Observações	7
1.2 Reduções Fotométricas	8
1.2.1 Efeitos Sistemáticos	8
1.2.2 Fotometria CCD	9
1.3 Determinação de Magnitudes Asteroidais	10
1.3.1 Correção da Extinção Atmosférica	10
1.3.2 Redução a um Sistema de Magnitudes Padrão	13
1.4 Curvas de Luz	15
1.5 Determinação do Período de Rotação	18
Capítulo 2 - Período de Rotação de 10 Asteróides	
2.1 Observações e Reduções	20
2.2 Resultados	20
2.3 Conclusões e Perspectivas Futuras	31
Bibliografia	33
Apêndice - Artigo "Rotation Periods for Small Main-Belt Asteroids from CCD Photometry"	35

Introdução

Os Asteróides e suas Propriedades Rotacionais

Há exatamente 200 anos, em 1o de janeiro de 1801 em Palermo, era descoberto o primeiro asteróide pelo astrônomo Giuseppe Piazzi. O novo objeto foi batizado de Ceres, em homenagem à deusa protetora da Sicília (Itália), e sua descoberta foi festejada como a do planeta que estaria faltando entre as órbitas entre Marte e Júpiter. A existência deste planeta tinha sido prevista quando da análise das distâncias planetárias e da formulação da regra conhecida como de Titius-Bode.* Por esta regra deveria existir um planeta a 2,8 UA (Unidades Astronômicas). Nos anos que se seguiram, as observações demonstraram que nesta região não tínhamos apenas um planeta mas sim uma miríade de pequenos planetas que foram denominados de asteróides em virtude de sua aparência quase estelar. Hoje temos da ordem de 22200 asteróides numerados, ou seja, com órbitas bem determinadas, e mais do que 50000 não-numerados (Bowell, 2001). Embora a maioria dos asteróides se encontre na região entre Marte e Júpiter, eles também estão presentes no Sistema Solar interior, conhecidos como NEO (*Near Earth Objects*), em órbitas cruzadoras dos planetas gigantes (Centauros) e além da órbita de Netuno (Trasneptunianos).

Inicialmente chegou-se a propor que estes pequenos corpos seriam os restos de um planeta que se fragmentou. Esta hipótese de certa forma ia de acordo com a regra das distâncias planetárias e por isto chegou a ser bem aceita durante alguns anos. Entretanto, a medida em que mais dados foram sendo obtidos, foi-se notando que existiam composições distintas entre estes objetos e que estas não seriam compatíveis com a fragmentação de um único corpo. Em particular, seria difícil explicar a presença de asteróides com composição não sujeita ao aquecimento da acreção como ocorreu com os planetas terrestres.

Hoje em dia, a hipótese mais aceita é de que estes pequenos corpos sejam na realidade os restos da formação planetária, ou seja, corpos que não chegaram a se aglutinar para formar mais um planeta.

* Regra de Titius-Bode:

$$a = 0,4 + 0,3 * 2^n$$

onde a é o semi-eixo maior (em U.A.) da órbita do planeta e $n = -\infty, 0, 1, 2, 3, \dots$ ($-\infty$ corresponde a Mercúrio)

Isto se baseia do chamado “modelo padrão” de formação planetária, devido aos trabalhos de Safronov (1969). Segundo este modelo, todo o Sistema Solar teria se formado a partir do colapso de uma nuvem de gás e poeira em rotação. Esta nuvem teria formado na região central um objeto estelar e, em torno deste, um disco. No disco, a coagulação de grãos de poeira micrométricos teria dado origem a corpos de tamanho entre alguns metros a alguns quilômetros, chamados de planetesimais. A acreção subsequente destes planetesimais teria então formado os planetas. Na região entre Marte e Júpiter devido, muito provavelmente, ao rápido crescimento de Júpiter, a acreção em mais um planeta foi interrompida e o que temos hoje em dia são aqueles planetesimais que lá se encontravam.

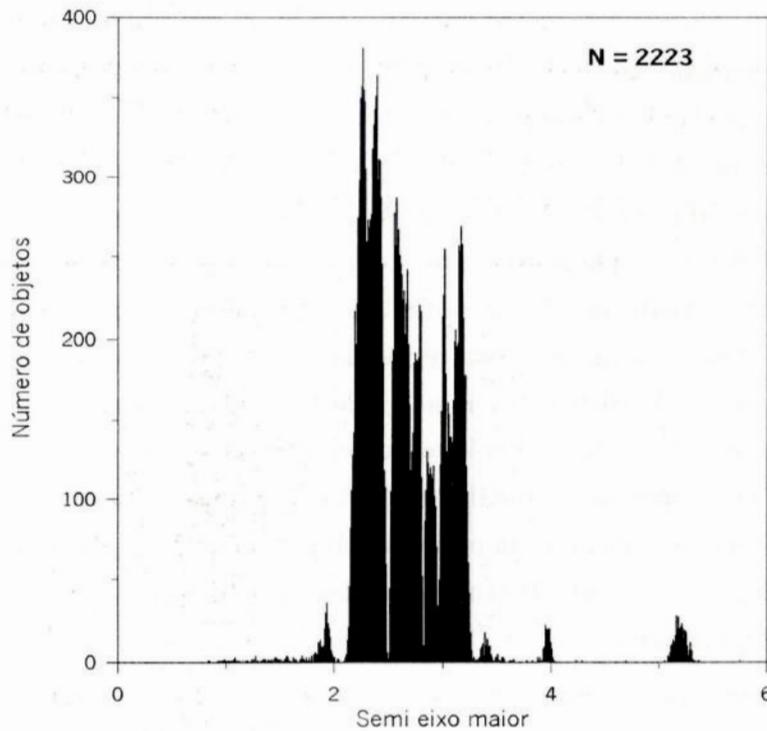


Figura 1 Distribuição dos asteróides no Cinturão de Asteróides.

A figura 1, acima, mostra claramente que a distribuição dos asteróides não é uniforme. Vemos várias lacunas, conhecidas como “falhas de Kirkwood” e também alguns agrupamentos. Foi exatamente Kirkwood (1867) que, com apenas 87 asteróides descobertos, notou a existência das lacunas. Mais ainda, foi ele quem identificou que estas lacunas se situavam em localizações geométricas de ressonância com Júpiter. Lembramos que um asteróide localizado numa ressonância possui a razão entre o seu movimento orbital médio e o movimento orbital médio de Júpiter igual a um inteiro exato. Por exemplo, na ressonância 3:1, o asteróide completa exatamente 3 revoluções para cada uma de Júpiter. O comportamento de um asteróide nessas regiões depende da ressonância. Existem algumas ressonâncias, como 3:1 e 2:1 com Júpiter, onde os asteróides que entram nessas regiões são rapidamente removidos. No entanto, existem outras ressonâncias, como 3:2, que são mais propícias à concentração

de asteróides. Desde a descoberta de Kirkwood inúmeros trabalhos têm sido dedicados a entender os mecanismos de ressonância responsáveis pela formação de lacunas ou concentrações (uma revisão atual sobre o assunto pode ser obtida em Ferraz-Mello, 1999).

Existem ainda outras concentrações de asteróides visíveis apenas no espaço de fase dos elementos próprios (figura 2). Estes são elementos orbitais dos quais foram retirados os efeitos devidos às perturbações planetárias. Hirayama (1918) foi o primeiro a notar estas concentrações e a denominá-las de famílias, sugerindo uma origem comum para estes objetos. Todos os dados que temos hoje em dia tendem a confirmar a hipótese de que as famílias sejam o resultado de colisões catastróficas. Inicialmente Hirayama identificou apenas três famílias, as de Eos, Themis e Koronis, mas trabalhos posteriores têm elevado este número consideravelmente. É importante ressaltar que o número de famílias identificadas depende tanto da qualidade dos elementos próprios utilizados quanto do método estatístico utilizado para definir uma concentração de objetos. Quanto mais “brando” for este critério, mais famílias serão identificadas. O trabalho mais aceito hoje em dia é o de Zappalà et al. (1995) no qual são identificadas 8 grandes famílias e 15 menores.

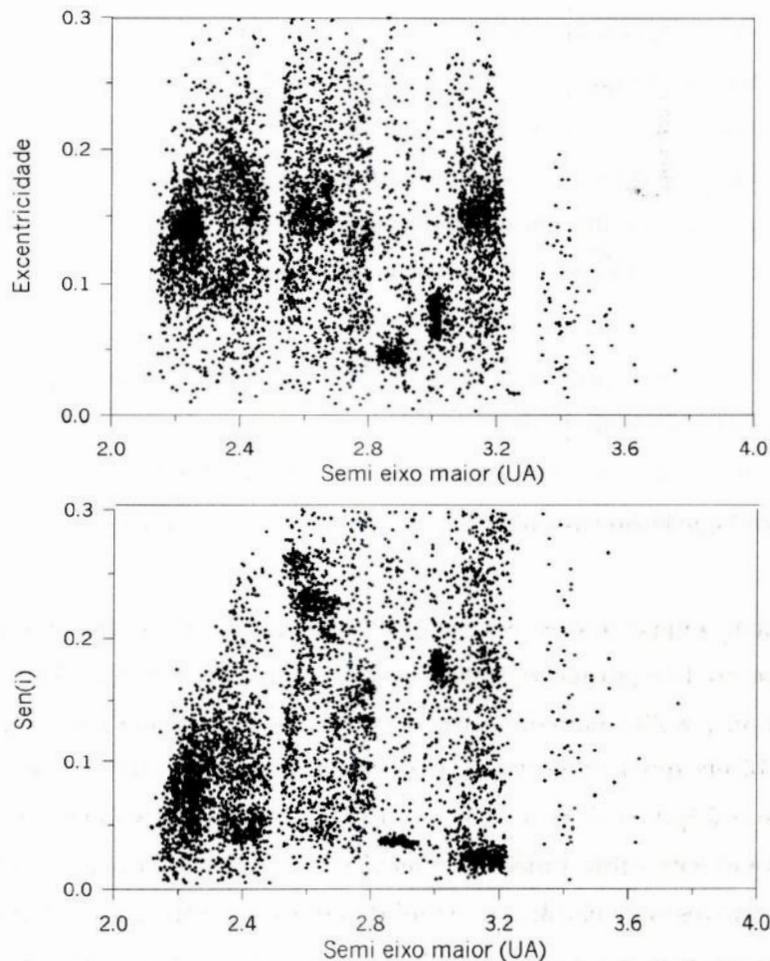


Figura 2 Gráficos dos elementos próprios, excentricidade *versus* semi eixo maior e seno da inclinação *versus* semi eixo maior.

Do ponto de vista composicional, os asteróides também apresentam uma grande diversidade. Os primeiros trabalhos, utilizando cores UBV, identificaram que os asteróides da parte interna do Cinturão apresentavam cores mais avermelhadas do que os da parte externa. Estudos mais recentes sobre a mineralogia destes objetos não apenas têm confirmado esta tendência, como têm mostrado que a composição da superfície destes corpos varia desde piroxênios, filosilicatos, olivinas e ferro-níquel até compostos carbonáceos orgânicos. Vários pesquisadores nos últimos anos têm se dedicado a tentar identificar e separar os asteróides em classes de características composicionais similares (Florczak, 1999). Estes estudos têm tentado elaborar taxonomias que melhor representem as diferenças em composição observadas. Se, no início, apenas duas classes era identificadas, S e C, as taxonomias mais modernas, como a de Bus (1999), chegam a separar os asteróides em mais de 20 classes. De forma bem geral podemos dizer que parece existir um gradiente de composições indo da parte interna do Cinturão para as regiões mais externas, mas muito trabalho ainda precisa ser feito para se ter uma visão completa da distribuição de composições.

Um fato importante a ser ressaltado é que uma das primeiras características físicas a serem determinadas em um asteróide foi o seu estado rotacional. Exatamente um século após a descoberta do primeiro asteróide, Oppolzer (1901) detectou variações, com intervalo de algumas horas, no brilho do asteróide Eros. Foi logo percebido que tais variações somente poderiam ser resultado de rotação sendo produzidas de diversas e independentes formas: (a) através de eclipses e ocultações produzidas por dois corpos orbitando um em torno do outro, (b) por variações no albedo da superfície ou, (c) por uma forma irregular. Obviamente, também poderiam ter mais do que uma destas opções operando simultaneamente.

Os corpos celestes giram em torno de um eixo como consequência de diversos processos, cuja importância relativa somente pode ser estabelecida através do estudo de um grande número de objetos. Os asteróides são bem apropriados para este tipo de estudo já que se trata de uma população bem extensa (em contraposição com apenas 9 planetas!) e com distribuições não desprezíveis em tamanho e composição.

Em primeiro lugar, todos os objetos celestes giram em torno de um eixo devido à forma como foram acumulados. Isto porque, em geral, os objetos que são acretados colidem fora do centro, trazendo momento angular. É claro que nem todos os corpos contribuem para aumentar o momento angular mas, dadas condições particulares, a velocidade de rotação crescerá na média, devido à natureza randômica das colisões (Burns e Tedesco, 1979). No caso dos planetas, na época posterior ao seu crescimento, as colisões pouco afetam suas rotações iniciais já que os planetas raramente sofreram impactos significativos. Isto porque os planetas sempre foram os objetos de maior massa em suas respectivas regiões e pelo fato de suas órbitas não se cruzarem (com a única exceção de Netuno e Plutão). Os asteróides, por outro lado, tendo órbitas com inclinações e excentricidades moderadas e devido ao seu grande número, têm probabilidades não desprezíveis de sofrerem colisões com corpos

de tamanho comparável. Por exemplo, segundo Chapman e Davis (1975), um asteroide de diâmetro de 100km sofre um impacto com um objeto de massa maior do que 10^{-3} do que sua própria a cada 10^8 anos. Quanto menor o asteroide maior a probabilidade de impacto devido à maior quantidade de objetos menores. Tais colisões têm a capacidade de modificar de forma substancial a rotação de um asteroide. É importante notar que se, como explicado acima, as colisões transferem momento angular, então a rotação primordial dos asteroides não pode mais ser observada, a não ser nos corpos maiores.

O primeiro trabalho sistemático de determinação do período rotacional de um grande número de asteroides foi desenvolvido por G. Kuiper e sua equipe, sendo publicado por Alfvén (1964). Vários trabalhos se seguiram começando por Gehrels (1970) e Taylor (1971). Hoje em dia, a listagem de todos os períodos determinados é anualmente publicada no *Efemeridy Malykh Planet*, do *Institut for Theoretical Astronomy* (Russia) em cooperação com o *Minor Planet Center* (EUA).

A determinação das propriedades rotacionais de um número cada vez maior de asteroides permitiu análises estatísticas tentando interpretar os dados. Entre os primeiros trabalhos, podemos citar McAdoo e Burns (1973), Harris e Burns (1979) e Tedesco e Zappalà (1980).

Analisando as taxas de rotação em função do diâmetro, Binzel *et al.* (1989) encontraram que uma distribuição maxwelliana poderia ser ajustada aos objetos maiores ($D > 200km$ e $125 \leq D \leq 200km$), implicando que estes asteroides teriam alcançado um avançado processo colisional. Por outro lado, os asteroides com $D < 125km$ apresentavam um excesso de objetos lentos, sugerindo que suas taxas de rotação teriam sido influenciadas por eventos catastróficos. Atualmente, são conhecidos praticamente 100% dos períodos de rotação dos asteroides com diâmetros superiores a 200km, entre 30% e 40% dos períodos dos objetos com diâmetro em torno de 100km, e menos de 10% daqueles com diâmetros inferiores a 50km. Os últimos estudos estatísticos sobre os períodos de rotação de pequenos asteroides ($D < 50km$) (Fulchignoni *et al.*, 1995; Angeli, 1995) mostraram que, apesar da pequena amostragem, poderia ser ajustada a esta distribuição uma combinação linear de três distribuições maxwellianas com valores médios de rotação de 4,1, 8,7 e 24,7 horas (Figura 3). Sendo que, a maior parte desta população (2/3 do total, com período médio de 8,7h) parece ter tido uma evolução parecida com aquela dos corpos maiores e dos planetas gigantes do Sistema Solar. Esse fato os levou a sugerir que as rotações foram pouco afetadas por colisões após as fases primordiais de formação.

Este trabalho tem como objetivo aumentar o número de pequenos asteroides para o qual se conhece o período de rotação. Ter um conjunto estatisticamente significativo é o primeiro passo para se poder entender os processos físicos atuantes nestes corpos. Ao mesmo tempo, procuramos aumentar também a amostra de asteroides pertencentes a algumas famílias, pois estas podem ser usadas como teste de modelos de colisões catastróficas de grandes dimensões. O presente trabalho está organizado em duas partes: na primeira é detalhada a metodologia utilizada para observar, analisar e determinar o período de rotação de um asteroide enquanto na segunda são apresentados os resultados obtidos para uma amostra de 10 asteroides.

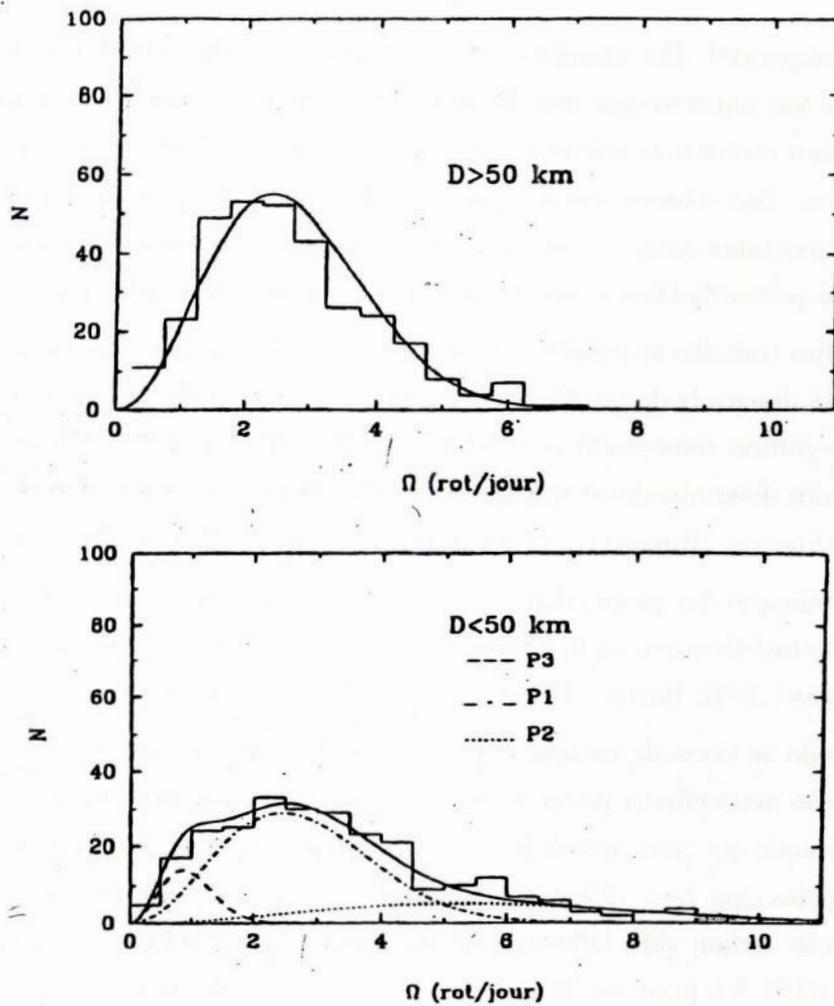


Figura 3 Distribuição dos períodos de rotação dos asteróides com diâmetros superiores e inferiores a 50km. Estas figuras foram tiradas de Angeli, 1995.

Capítulo 1

Das Observações à Determinação do Período de Rotação de um Asteróide: Metodologia

1.1 Observações

Atualmente, as observações são realizadas com câmaras eletrônicas, chamadas CCD (Charge Coupled Device), acopladas aos telescópios. Basicamente, o CCD é um detetor bidimensional com uma estrutura de linhas e colunas de pixels, que são áreas definidas por dispositivos eletrônicos, de forma que os fótons que chegam liberem elétrons que ficam presos em um poço de potencial do pixel, durante o tempo de exposição. Terminada a exposição, os elétrons coletados são transportados para um amplificador e para um conversor analógico-digital, que transforma a carga em um número binário que, ao ser lido pelo computador, é traduzido como número de contagens.

A precisão fotométrica da observação CCD é muito superior às outras técnicas mais tradicionais como, por exemplo, a utilização do fotômetro. Entre suas vantagens, podemos citar:

- i. O CCD é um detetor bidimensional e nos permite registrar dentro de uma única exposição, além do objeto, várias estrelas de comparação;
- ii. A contaminação devido a estrelas próximas e aos raios cósmicos pode ser facilmente removida;
- iii. As medidas do céu são feitas simultaneamente com as do objeto, reduzindo os erros fotométricos devido às variações de curto período da atmosfera.

No que tange à observação fotométrica de asteróides (French *et al.*, 1989), a maior vantagem do CCD é que obtemos informação espacial do objeto e de sua vizinhança a cada imagem. No CCD podemos identificar estrelas do campo que poderiam contaminar a fotometria e os seus efeitos podem ser removidos.

A maior parte dos CCD possui melhor eficiência quântica na parte do espectro de V até R, que corresponde justamente ao intervalo em que a emissão da luz solar possui seu pico máximo de intensidade. Portanto, para fazer fotometria de asteróides, que refletem a luz solar, e obter as magnitudes num sistema padrão fotométrico, é recomendado a utilização dos filtros V ou R.

As imagens obtidas no CCD estão sujeitas a efeitos sistemáticos, que serão descritos na seção 1.2.1, e que devem ser removidos. Para isso, é necessário, a cada noite de observação, fazer imagens de *bias* (normalmente, exposições de 1 segundo com o filtro *Dark*) e imagens de *flat-field*, que consiste na imagem de uma superfície iluminada uniformemente. Pode-se fazer imagens de um anteparo iluminado dentro da própria cúpula (*Dome-Flat*) ou do céu no crepúsculo e/ou alvorecer (*Sky-Flat*). O nível de sinal usado para as exposições de *flat-field* deve ser da ordem de metade do valor da saturação do CCD utilizado. Se o objetivo das observações fotométricas for a determinação do período de rotação de asteróides, alguns pontos devem ser ressaltados:

- i. É necessário um campo grande, de alguns minutos de arco, que pode ser obtido com a utilização de um redutor focal, de forma que contenha algumas estrelas de comparação que serão utilizadas na fase de determinação de períodos. Isto se torna fundamental no caso da noite não ter sido fotométrica e não conseguirmos reduzir as magnitudes dos asteróides a um sistema padrão, como será descrito em maior detalhe na seção 1.3.1.
- ii. Deve-se fazer muitas imagens do mesmo objeto, com um intervalo de tempo razoavelmente curto entre as imagens, ao longo do período em que o objeto estiver observável, durante algumas noites seguidas. Geralmente, o período pode ser obtido em poucas noites (boas) de observação, com exceção dos asteróides que possuem rotação longa ou complexa. Assim, o ideal seria escolher 3 asteróides culminando no início, meio e fim da noite, e observá-los durante todo o seu período de visibilidade.
- iii. É necessário observar estrelas padrão ao longo da noite alternadamente com os asteróides, para a calibração de extinção da noite e para a determinação da magnitude dos asteróides.

1.2 Reduções Fotométricas

A seguir, vamos descrever os vários procedimentos que devem ser realizados a fim de se obter a magnitude instrumental de um asteróide a partir de observações fotométricas.

1.2.1 Efeitos sistemáticos

Para obter o valor do brilho intrínseco dos objetos observados, precisamos remover alguns efeitos sistemáticos dos dados do CCD antes de analisá-los. Estes são, basicamente, o nível de *Bias* e o *Flat-field*. Em alguns CCD, existe também uma corrente de fundo não desprezível, que é adicionada durante longas exposições. Para remover essa corrente de escuro, devemos fazer imagens com o obturador fechado, com o mesmo tempo de exposição que será utilizado nas imagens dos objetos. No entanto, atualmente, os CCD possuem um nível de corrente de escuro muito baixo, e é melhor não fazer a subtração da imagem *Dark*, pois esse processo adiciona ruído e raios cósmicos aos dados.

Geralmente a redução dos dados é feita utilizando as rotinas do *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF), desenvolvido pelo *National Optical Astronomy Observatories* (NOAO) (Massey, 1997).

i. *Remoção de Bias*

O nível de bias pode ser dividido em 2 partes: o nível da corrente de *offset* e a variação na estrutura do ruído.

A voltagem usada para prender os elétrons nos seus poços de potencial gera uma corrente térmica intrínseca no CCD, que é adicionada ao sinal durante a exposição. Para remover esse nível de *offset*, deve-se usar os dados na região de *overscan*, que são algumas colunas na margem da imagem digitalizada (*frame*), não existentes no CCD. Nessa região, só temos o sinal eletrônico. Então devemos fazer uma média de todas as colunas da região de *overscan*, ajustar uma função suave e então subtraí-la das colunas do *frame*. Depois, devemos recortar essa região de *overscan* do *frame*.

Adicionada ao nível de *offset*, temos também uma variação espacial na estrutura do ruído. Para remover esse efeito, devemos fazer algumas exposições de 1 segundo com o filtro *dark*, fazer uma média dessas imagens, subtrair o nível de *offset* e então subtrair a imagem resultante de todas as outras imagens, das quais já foi devidamente subtraído o nível de *offset*.

Nos CCD mais modernos, o nível da corrente de *offset* é bem estável e se mantém praticamente constante durante a noite, por isso, para retirar o nível de bias, pode-se utilizar apenas as imagens bias que são combinadas em uma imagem média, não normalizada, que deve então ser subtraída de todas as outras imagens.

Quando utilizamos o IRAF, podemos usar as tarefas ZEROCOMBINE e CCDPROC, do pacote CCDRED para obter a média dos *bias* e subtraí-la das outras imagens.

ii *Correção de flat-field.*

Os CCD possuem uma variação pixel-a-pixel em sua sensibilidade, ou seja, os *pixels* respondem de forma diferente ao mesmo estímulo luminoso. Para remover esse ganho multiplicativo e variações de eficiência quântica pixel-a-pixel do CCD, devemos dividir todas as imagens por uma imagem média de *flat-field* que deve ser normalizada em 1 para não alterar o valor original das contagens.

Pode-se utilizar as tarefas FLATCOMBINE E CCDDPROC, do IRAF para obter a média dos *flats* e dividir as outras imagens por ela.

1.2.2 Fotometria CCD

Após corrigirmos as imagens dos efeitos instrumentais do CCD, podemos determinar as magnitudes dos objetos observados e de estrelas de comparação. Os detalhes da redução fotométrica dependem do programa utilizado. Pode-se utilizar a tarefa PHOT, do pacote APPHOT, do IRAF. Basicamente, o que se faz é definir um raio para o objeto, em pixels, e um raio interior e exterior para o céu em torno dele. Esse anel é usado para determinar o nível do fundo do céu para o objeto. O programa então mede o total de contagens dentro da abertura do objeto, subtrai o valor do fundo do céu que foi determinado e calcula uma magnitude instrumental para esse objeto. Na figura 1.1, o

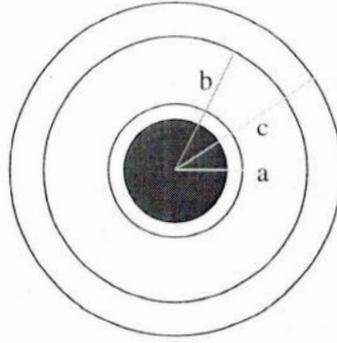


Figura 1.1 Esquema representando a abertura na qual é medido o total de contagens referentes ao asteróide (círculo de raio a) e anel (entre b e c) no qual é medido o valor médio de contagens do céu. círculo cheio preto representa o asteróide, “ a ”, “ b ” e “ c ” representam respectivamente o raio escolhido da abertura para o objeto, o raio interno do anel (*annulus*) e o raio externo do anel (*dannulus*).

1.3 Determinação de Magnitudes Asteroidais

1.3.1 Correção da Extinção Atmosférica

A extinção atmosférica é a redução da intensidade da radiação devido à absorção e à dispersão pela atmosfera da Terra. O efeito da extinção atmosférica sobre a magnitude de um objeto estelar é dado, em primeira aproximação, por (Hardie, 1962):

$$M_{inst} = M_{atm} + K_V M_{ar}$$

ou

$$M_{atm} = -K_V M_{ar} + M_{inst}$$

onde, M_{inst} é a magnitude instrumental, M_{atm} é a magnitude que observaríamos se estivéssemos fora da atmosfera, K_V é o coeficiente de extinção no filtro V e M_{ar} é a massa de ar, que é a quantidade de ar ao longo da linha de visada. A quantidade de massa de ar sobre o zênite é definida como 1. Assim, se conhecermos o coeficiente de extinção e a massa de ar, podemos calcular a magnitude dos objetos que seria observada fora da atmosfera.

A massa de ar é dada com um grande grau de precisão pela secante da distância zenital z (Schoenberg, 1929). O erro introduzido é de apenas 0,005 massa de ar a $z = 60^\circ$, sendo que o valor de $\sec(z)$ é dado por (Hardie, 1962):

$$\sec z = (\sin\phi \sin\delta + \cos\phi \cos\delta \cosh)^{-1}$$

onde, ϕ é a latitude do observador, δ é a declinação do astro e h é o ângulo horário.

Geralmente, os valores das massas de ar das imagens já são calculados pelo próprio programa de aquisição do telescópio e vêm escritos nos cabeçalhos das imagens. A massa de ar também pode ser calculada com auxílio da tarefa SETAIRMASS do pacote ASTUTIL, do IRAF.

Calculados então os valores das massas de ar de todas as imagens, o coeficiente de extinção de cada noite pode ser obtido fazendo um gráfico dos valores da magnitude instrumental das estrelas *versus* massa de ar. Em primeira aproximação, temos um comportamento linear da extinção, então podemos ajustar uma reta aos pontos e o coeficiente de extinção será o seu coeficiente angular.

Na figura 1.2, temos um exemplo dos gráficos magnitude instrumental *versus* massa de ar de três estrelas padrão observadas em uma noite (stand1, stand2 e stand3) e de três estrelas de comparação do campo do asteróide *1119 Euboea*. Olhando para o gráfico da stand1, podemos ver dois pontos fora da reta que podem ser desconsiderados (vide fig 1.3) para obtermos um valor mais preciso do coeficiente de extinção dessa noite. O valor obtido através do gráfico da stand3 não deve ser considerado no cálculo do coeficiente de extinção, pois as suas imagens foram feitas em intervalos de tempo muito próximos (todas as imagens possuem praticamente o mesmo valor de massa de ar). Esse caso exemplifica muito bem a necessidade de se fazer várias imagens dos objetos espaçadas umas das outras **ao longo da noite**, para a determinação do coeficiente de extinção. Os gráficos das estrelas de comparação apresentam dois pontos fora da reta que, apesar de influenciarem pouco o valor do coeficiente de extinção (vide fig 1.3), é melhor que sejam desconsiderados do cálculo. Note que esses dois pontos correspondem às mesmas imagens nos três gráficos das estrelas de comparação, pois em cada imagem, temos o asteróide e três estrelas de comparação, que são estrelas escolhidas do campo. O valor do coeficiente de extinção da noite é uma média ponderada dos valores dos coeficientes obtidos nos gráficos de cada estrela, sendo que os valores obtidos pelas estrelas padrão pesam mais que os obtidos pelas estrelas de comparação, pois geralmente as estrelas padrão são mais brilhantes (já que escolhemos estrelas de comparação que possuam magnitude próxima à do asteróide), portanto o erro na determinação da sua magnitude é menor.

Quando a noite não for fotométrica e não conseguirmos determinar o coeficiente de extinção da noite, ainda podemos determinar o período de rotação do asteróide utilizando a magnitude relativa, que é a diferença entre a magnitude instrumental do asteróide e de uma estrela de comparação. Deve-se utilizar mais do que uma estrela de comparação para eliminar algum problema intrínseco à estrela como, por exemplo, uma variabilidade. Como as estrelas de comparação estão situadas no mesmo campo que os asteróides, estão sujeitas às mesmas condições atmosféricas que estes. As suas magnitudes não devem variar, por isso qualquer variação é devida à atmosfera. Subtraindo então a magnitude instrumental de uma estrela de comparação da magnitude instrumental do asteróide, resta somente a variação de brilho do próprio asteróide.

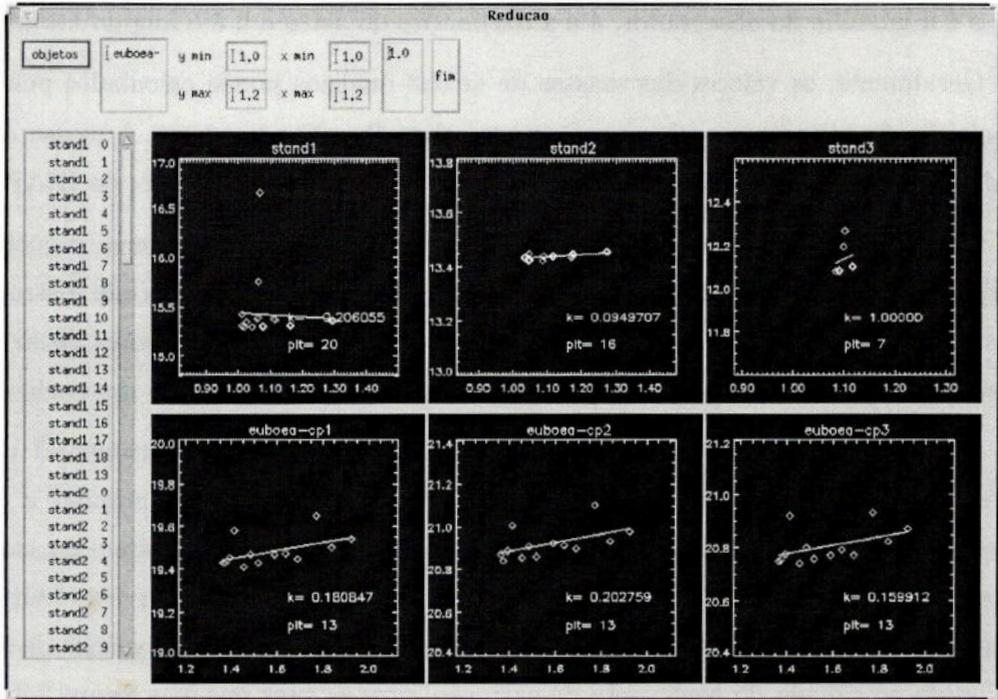


Figura 1.2 Exemplo de gráficos magnitude instrumental *versus* massa de ar de três estrelas padrão e três estrelas de comparação, referentes à observação do asteróide 1119 Euboea.

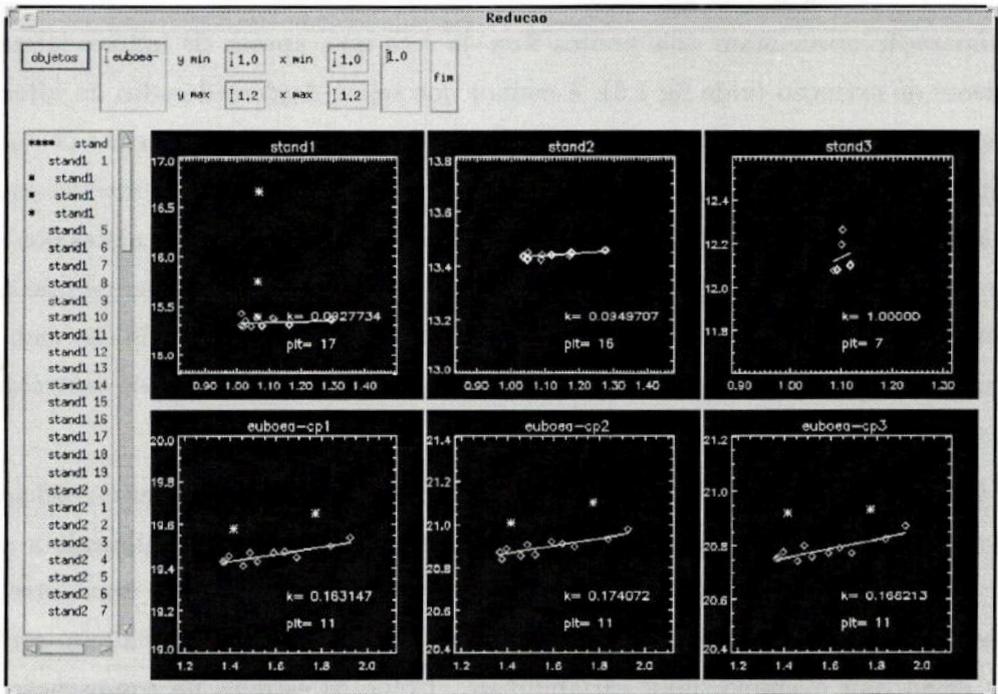


Figura 1.3 Gráficos magnitude instrumental *versus* massa de ar das três estrelas padrão e três estrelas de comparação como na figura 2.2, onde os pontos ruins foram desprezados e estão marcados por estrelas.

1.3.2 Redução a um Sistema de Magnitudes Padrão

Determinado o coeficiente de extinção da noite, podemos padronizar a magnitude dos asteróides corrigidas dos efeitos causados pela atmosfera, utilizando os valores tabelados das estrelas padrão. Definimos o ponto zero da noite como:

$$PZ = M_{atm}^* - M_{tabelada}^*$$

ou seja, a diferença entre a magnitude da estrela padrão corrigida dos efeitos atmosféricos e o seu valor tabelado. Subtraindo este valor das magnitudes dos asteróides, obtemos as suas magnitudes observadas:

$$M_{obs} = M_{atm} - PZ$$

Obtida a magnitude observada, determinamos a magnitude reduzida que é definida como a magnitude que seria observada se o asteróide estivesse a uma distância padrão de 1 U.A. do Sol e da Terra.

$$M_{red} = M_{obs} - 5\log(r\Delta)$$

onde, r é a distância do asteróide ao Sol e Δ é a distância do asteróide à Terra, conforme pode ser visto na figura 1.4.

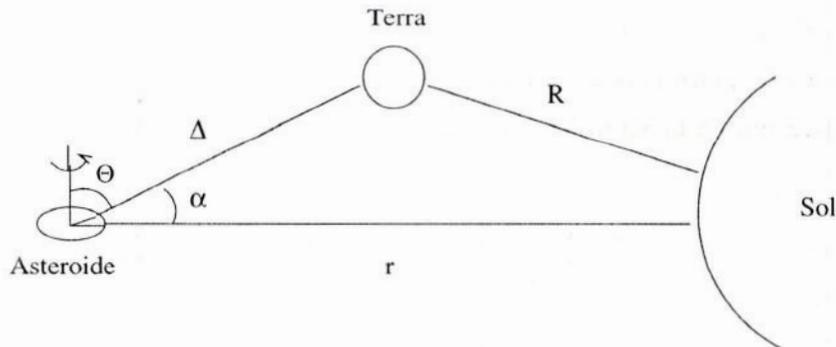


Figura 1.4 Esquema representando as distâncias do asteróide ao Sol e à Terra e os ângulos de fase e de aspecto.

Na figura 1.4, temos também dois ângulos importantes para a análise das propriedades físicas dos asteróides. O ângulo de fase (α) é definido como o ângulo entre a Terra, o asteróide e o Sol. O ângulo de aspecto (θ) é o ângulo entre o eixo de rotação do asteróide e a linha de visada. O ângulo de aspecto varia com o ângulo de fase, devido à diferença entre a inclinação da órbita do asteróide e a inclinação da órbita da Terra.

Determinada a magnitude reduzida, podemos também determinar a magnitude absoluta que é definida como a magnitude reduzida quando o ângulo de fase é zero. Os fatores que levam à variação da intensidade da luz solar refletida pelo asteróide são: mudanças das distâncias asteróide-Terra e asteróide-Sol, mudanças do ângulo de fase solar, e rotação do asteróide. A magnitude absoluta seria uma grandeza invariante do ponto de vista geométrico.

A magnitude absoluta de um asteróide é definida pelo sistema de magnitudes H-G, adotado pela comissão da IAU (*International Astronomical Union*) em 1985. Esse sistema define a magnitude absoluta na fase α a partir da relação (Bowell et al., 1989):

$$H(\alpha) = H - 2,5 \log[(1 - G)\Phi_1(\alpha) + G\Phi_2(\alpha)]$$

onde, H é a magnitude absoluta, que é a magnitude quando o ângulo de fase é zero e G é um parâmetro que representa as propriedades de reflexão da superfície do asteróide. Este valor representa o gradiente da curva de fase. Os parâmetros H e G podem ser obtidos através das seguintes relações:

$$10^{-0,4V(\alpha)} = a_1\Phi_1(\alpha) + a_2\Phi_2(\alpha)$$

$$H = -2,5 \log(a_1 + a_2)$$

$$G = \frac{a_1}{a_1 + a_2}$$

onde, $V(\alpha)$ é a magnitude reduzida para diferentes valores do ângulo de fase α , a_1 e a_2 são constantes auxiliares para um dado asteróide. As funções Φ são calculadas através das seguintes relações:

$$\Phi_i = W\Phi_{is} + (1 - W)\Phi_{il}$$

$$W = \exp\left(-90,56 \tan^2 \frac{1}{2}\alpha\right)$$

$$\Phi_{is} = 1 - \frac{C_i \sin \alpha}{0,119 + 1,341 \sin \alpha - 0,754 \sin^2 \alpha}$$

$$\Phi_{il} = \exp\left[-A_i \left(\tan \frac{1}{2}\alpha\right) B_i\right]$$

$$A_1 = 3,33$$

$$A_2 = 1,862$$

$$B_1 = 0,631$$

$$B_2 = 1,218$$

$$C_1 = 0,986$$

$$C_2 = 0,238$$

A magnitude absoluta é mais complicada de ser obtida, pois precisamos determinar o parâmetro G e para isso são necessárias muitas observações em ângulos de fase diferentes. Por resolução da IAU, quando o valor do parâmetro G não for conhecido, adota-se o valor 0,15. É importante ressaltar que para determinar o período de rotação de um asteroide não é necessário obter sua magnitude absoluta, já que tanto a magnitude reduzida quanto a relativa são suficientes.

1.4 Curvas de Luz

A curva de luz de um objeto representa a variação da sua luminosidade no tempo. Analisando a curva de luz de asteroides, podemos obter suas propriedades rotacionais, como o período de rotação e a direção do eixo de rotação, assim como obter indícios sobre a sua forma. Na figura 1.5, temos um exemplo de curva de luz, onde P é o período de rotação e A , a amplitude da curva. Supondo que o asteroide seja um corpo alongado e sua rotação se dê apenas em torno de um eixo, ou seja, não haja precessão e/ou cambalhotoamento, quando observamos a luz refletida pelo seu lado maior, temos um máximo de brilho e quando vemos o lado menor, temos um mínimo de brilho. Assim, uma rotação inteira corresponderia a 2 máximos e 2 mínimos na curva de luz. A amplitude da curva de luz é função, em maior escala, da forma do asteroide, da sua configuração espacial e do espalhamento e, em menor escala, das variações de albedo e da rugosidade da sua superfície.

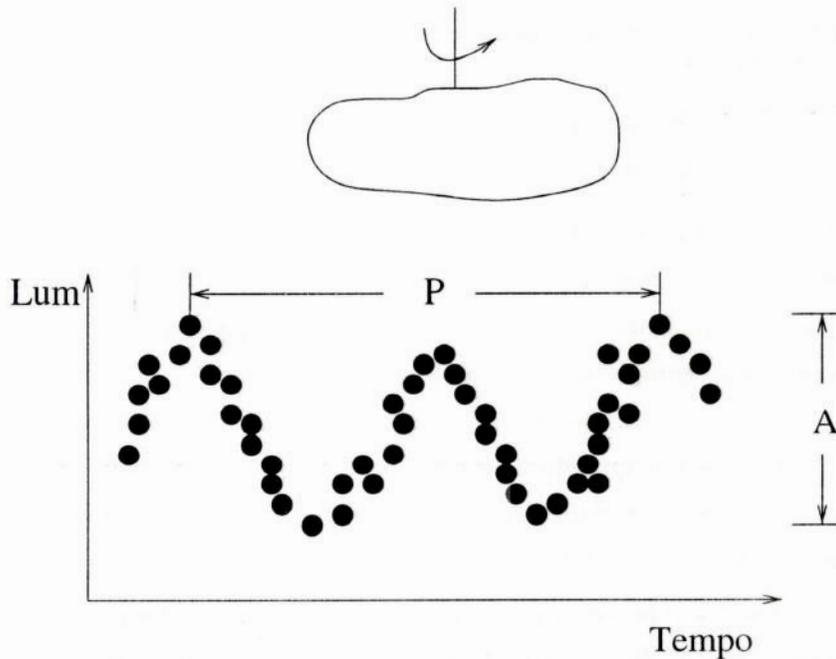


Figura 1.5 Esquema representando uma curva de luz.

A partir da amplitude da curva de luz, podemos obter uma estimativa da forma do asteróide. Suponhamos que o asteróide possa ser representado por um elipsóide triaxial de propriedades superficiais uniformes, girando perpendicularmente à linha de visada, em ângulo de fase zero. Sejam a , b e c os semi-eixos dos lados maior, intermediário e menor, respectivamente. Assim, para um corpo desse tipo, sua rotação em torno do eixo c produz uma variação de brilho dada por (Gehrels, 1970):

$$\Delta m = 2,5 \log(a/b)$$

Tendo a variação de brilho, podemos então obter a relação a/b . Quanto mais alongado o corpo, maior será essa relação.

Na figura 1.6, podemos ver os vários fatores que influenciam a amplitude da curva de luz, os quais são detalhados a seguir:

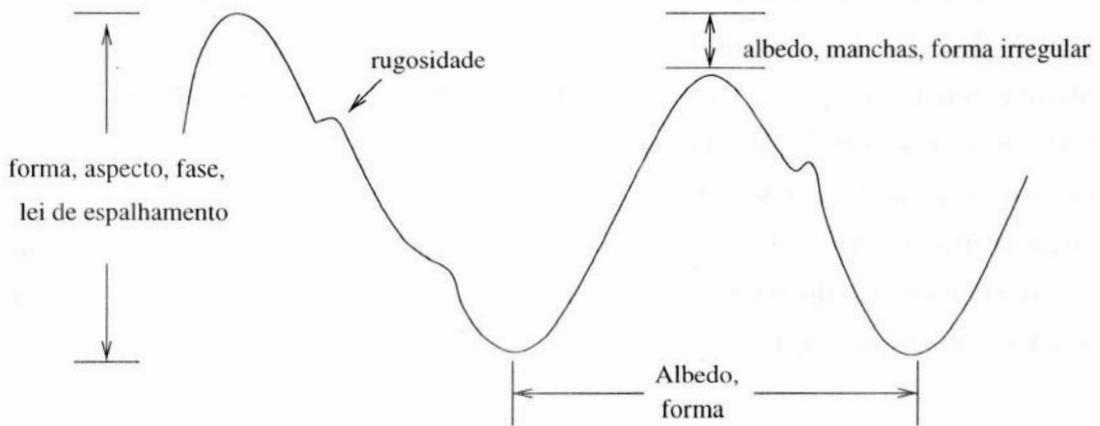


Figura 1.6 Fatores que influenciam a amplitude de uma curva de luz.

- A amplitude da curva de luz depende de como a luz solar é espalhada pela superfície do asteróide, isto é, depende das propriedades físicas e ópticas do material superficial.
- Durante uma noite de observação, o ângulo de aspecto pode ser considerado constante e não provoca nenhuma mudança no formato da curva de luz. No entanto, para observações com um intervalo maior de tempo, temos diferentes ângulos de aspecto e a amplitude da curva de luz pode variar completamente. Este efeito pode ser visto na figura 1.7. Para um ângulo de aspecto de 90° graus, a curva de luz possui sua maior amplitude. Se o ângulo de aspecto for 0° graus, isto é, quando a direção do eixo de rotação coincidir com a linha de visada do observador, não poderemos detectar variação do brilho do objeto, pois ele mostrará sempre a mesma face ao girar. Nesse caso, não é possível determinar o período de rotação do objeto que deve ser observado posteriormente quando o seu ângulo de aspecto tiver mudado. Para ângulos de aspecto intermediários, as curvas de luz possuem amplitudes intermediárias entre os dois casos extremos.

- A amplitude da curva de luz muda para observações feitas em ângulos de fase diferentes, pois áreas distintas são mais ou menos iluminadas. A reflexão máxima ocorre quando o asteróide está em oposição (ângulo de fase igual a zero).
- Geralmente o asteróide não é um corpo de composição uniforme, sendo que cada material reflete de forma diferente a luz. Essa variação de albedo provoca pequenas mudanças na amplitude da curva de luz, provavelmente desprezíveis para curvas de luz regulares e de grandes amplitudes, mas não para curvas irregulares e de pequenas amplitudes. Para estas, as mudanças na amplitude devido à variação de albedo podem se confundir com as mudanças devido à forma, à configuração espacial e à lei de espalhamento.
- A presença de crateras e montanhas afeta a amplitude da curva de luz, mas geralmente em escalas menores do que a forma do asteróide, sua configuração espacial e a lei de espalhamento. No entanto, se o asteróide for muito craterizado, os efeitos sobre a curva de luz podem ser bem maiores e até se confundirem com os outros efeitos.

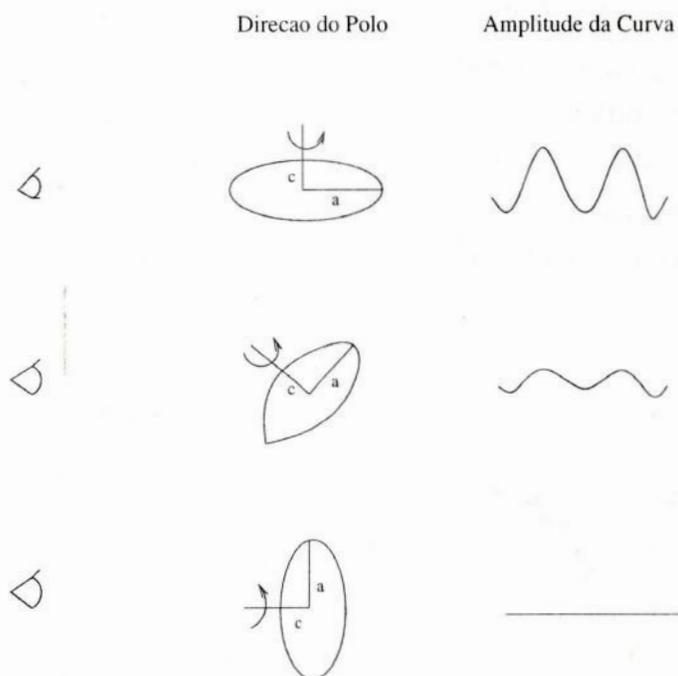


Figura 1.7 Esquema representando como o ângulo de aspecto influencia a amplitude da curva de luz.

1.5 Determinação do Período de Rotação

O período de rotação de um asteroide, é obtido fazendo um ajuste de Fourier em sua curva de luz, admitindo que a rotação só se dá em torno do eixo principal de momento de inércia.

Geralmente, não é possível cobrir uma fase rotacional completa em uma só noite, mas podemos superpor as curvas de noites sucessivas para formar uma curva de luz composta e ajustar uma série de Fourier. Lembramos que para uma dada configuração geométrica, a variação no brilho do asteroide é função apenas de sua rotação e/ou mudança de albedo. A curva de luz pode então ser representada pela seguinte série de Fourier (Harris *et al.*, 1989):

$$V(\alpha, t) = V(\alpha) + \sum_{l=1}^n [A_l \sin \frac{2\pi l}{P}(t - t_o) + B_l \cos \frac{2\pi l}{P}(t - t_o)]$$

onde, $V(\alpha, t)$ é a magnitude reduzida em um ângulo de fase α , A_l e B_l são os coeficientes de Fourier, P é o período de rotação e t_o é o instante do meio do intervalo de observação.

Essa função pode ser ajustada pelo método dos mínimos quadrados fixando-se o valor do período P e do grau n . Na prática, procuramos o período, ou os períodos, e o grau que nos fornecem o melhor ajuste. Se só um valor aceitável de P é encontrado, então o período determinado pode ser assumido como o período de rotação correto. Eventualmente, podemos encontrar mais do que um valor aceitável de P . Isto geralmente é devido a termos um conjunto muito limitado de dados.

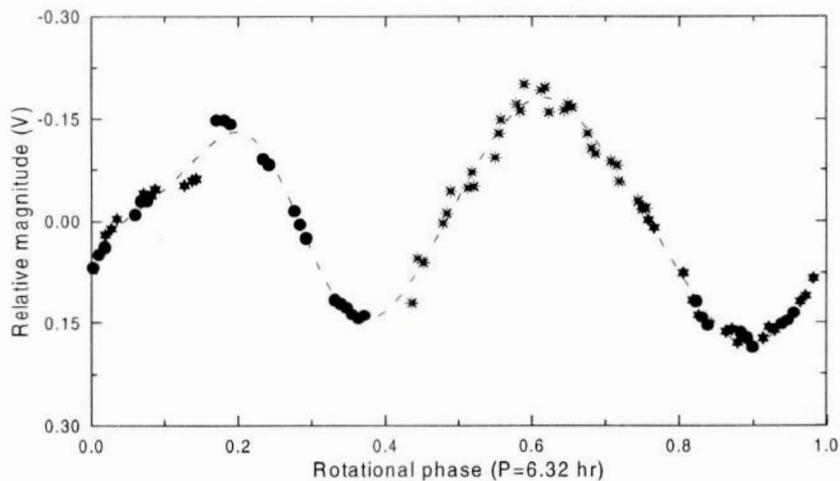


Figura 1.8 Exemplo de curva de luz composta para um asteroide ajustando um período de 6,32h.

Como exemplo, apresentamos nas figuras 1.8 e 1.9, duas curvas de luz compostas de um asteroide observado durante 3 noites, ajustando, respectivamente os períodos de 6,32h e 7,4h. Os ajustes referentes a esses dois períodos possuem valores de dispersão muito próximos, então a dispersão não pode ser o critério de escolha. Devemos então analisar a qualidade das curvas de luz compostas geradas

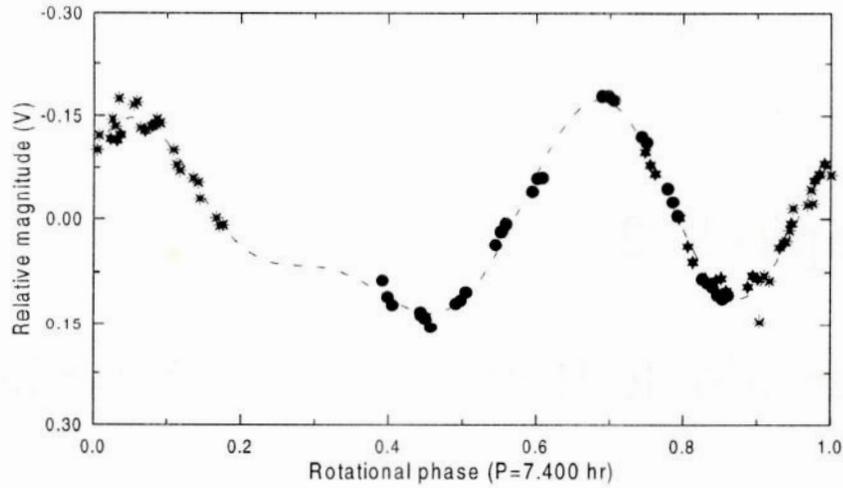


Figura 1.9 Exemplo de curva de luz composta para o mesmo asteróide da figura 1.8, ajustando um período de 7,4h.

por esses dois ajustes. Podemos ver que o ajuste correspondente ao período de 6,32h gera uma curva de luz composta de qualidade superior à correspondente a um período de 7,4h, pois a primeira está mais bem coberta e é mais regular do que a segunda. Então, nesse caso, devemos dar preferência ao período de 6,32h, mas não podemos descartar o período de 7,4h.

Capítulo 2

Período de Rotação de 10 Asteróides

2.1 Observações e Reduções

Foram realizadas observações fotométricas de vários asteróides visando a determinação de suas propriedades rotacionais. As observações foram realizadas no Observatório do Pico dos Dias (OPD), operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica, utilizando o telescópio Boller & Chivens de 0,6m. No caso de um dos asteróides, 472 Roma, o período foi determinado utilizando-se também observações realizadas por colaboradores na Estación Astrofísica de Bosque Alegre (Argentina). Neste caso, foi utilizado um telescópio de 1,5m. Os resultados aqui apresentados se baseiam em observações realizadas entre abril de 1997 e novembro de 1999. Todas as observações foram feitas utilizando-se câmaras CCD e filtro V. No caso das observações do OPD foi utilizado um redutor focal que nos forneceu um campo de $7,2' \times 5,5'$ e uma escala de imagem de $1,12''/\text{pix}$. Todas as imagens foram reduzidas utilizando-se rotinas do IRAF e os dados foram analisados seguindo os procedimentos descritos no capítulo 1, sendo que as estrelas padrão utilizadas pertencem ao catálogo Landolt (Landolt, 1983).

2.2 Resultados

Foram obtidos os períodos de rotação de 10 asteróides do cinturão principal, a maioria com diâmetros inferiores a 50km. Estes asteróides foram escolhidos entre os que não tinham período determinado e baseando-se em sua observabilidade e brilho na época da observação e também procurando os de menor diâmetro. A seguir cada asteróide é descrito separadamente apresentando suas características, os dados referentes a sua observação, a curva de luz obtida e o período, ou períodos, determinados.

A cada período determinado foi atribuído um código de confiança como proposto por Harris et al. (1999). O código 1 indica que o período está mal determinado e pode estar completamente errado. O código 2 corresponde a um resultado razoavelmente seguro o qual, provavelmente, não deve estar errado por mais do que um fator 2. Neste código, também se inclui um período ambíguo, ou seja, quando o período correto pode ser algum harmônico, dentro de um fator 2, daquele obtido. O código 3 significa que não existe ambiguidade e que o período obtido deve estar correto. O código 4 somente é utilizado no caso de, determinar o período sem ambiguidade, e também a direção de seu eixo de rotação.

a. 390 Alma

390 Alma é um asteroide pertencente à família de Eunomia (Zappalà *et al.*, 1995) e foi observado durante 4 noites de abril e maio de 1998, por mais de 18 horas. Na figura 2.1, temos as curvas de luz compostas obtidas com os dados de abr/98 e maio/98, ambas ajustando um período sinódico de 4,0h. O ângulo de fase varia de 9,7 a 18,3 no intervalo entre as observações. Pelas curvas de luz, o ângulo de aspecto também parece variar bastante, pois a mudança na forma das curvas é visível. Ambas curvas de luz são irregulares e a de abril apresenta uma grande dispersão entre os pontos. Ambas foram construídas com um ajuste de Fourier de 4ª ordem. A amplitude das duas curvas de luz é maior ou igual a 0,35 mag. Como esses dados podem ajustar pelo menos 2 períodos, $P=4,00h$ e $P=4,03h$, ambos com a mesma incerteza de 0,01h, então adotamos um período de 4,0h. Devido a essa ambiguidade, atribuímos a este período o código de confiança 1.

Tabela I. 390 Alma

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel.
1998 04 21	12 ^h 24 ^m 39.53	-23°50'55.6	195.4	-19.3	2.475	1.525	9.69	0.6m *
04 22	12 ^h 23 ^m 55.08	-23°44'35.8	195.2	-19.3	2.476	1.529	9.95	0.6m *
04 23	12 ^h 23 ^m 11.99	-23°38'11.0	195.0	-19.3	2.477	1.534	10.22	0.6m *
05 22	12 ^h 14 ^m 13.77	-20°37'00.1	191.6	-17.4	2.515	1.755	18.30	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

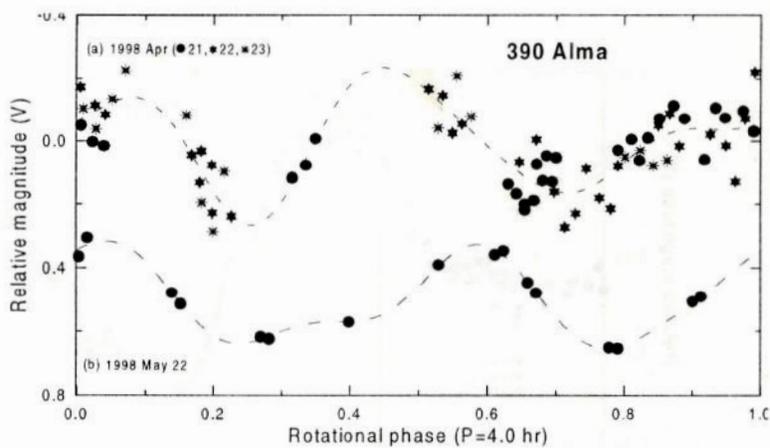


Figura 2.1 Curvas de luz compostas para o asteroide 390 Alma obtidas com os dados de abril/98 e maio/98.

b. 472 Roma

472 Roma é um asteroide membro da família de Maria (Zappalà *et al.*, 1995) e foi observado durante 3 noites de outubro e novembro de 1999, por quase 13 horas. Os dados de novembro foram obtidos na Estación Astrofísica de Bosque Alegre (Argentina), por nossos colaboradores R. Duffard e S Fernández.

Na figura 2.2, apresentamos a curva de luz composta que ajusta um período de 9,60h, obtida com um ajuste de Fourier de 6ª ordem. Essa curva de luz é um tanto assimétrica, com o máximo primário 0.19 mag mais brilhante que o secundário, e o mínimo secundário muito mais largo que o principal. A sua amplitude é de $0,45 \pm 0,03$ mag. Apesar da curva de luz ajustando $P=9,60$ h estar muito bem coberta, outros períodos, como 7,93h e 8,05h, não podem ser excluídos. Mais observações são necessárias para definir o período deste asteroide sem ambiguidade. Ao período de 9,6h, atribuímos o código de confiança 2.

Tabela II. 472 Roma

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel.
1999 10 24	01 ^h 37 ^m 53.54	-17°25'11.2	15.6	-25.5	2.352	1.433	11.88	0.6m *
11 13	01 ^h 23 ^m 34.66	-17°34'22.5	12.1	-24.3	2.339	1.525	17.12	1.5m o
11 14	01 ^h 23 ^m 03.66	-17°31'12.6	12.0	-24.2	2.339	1.532	17.39	1.5m o

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

o - Estación Astrofísica de Bosque Alegre - Argentina

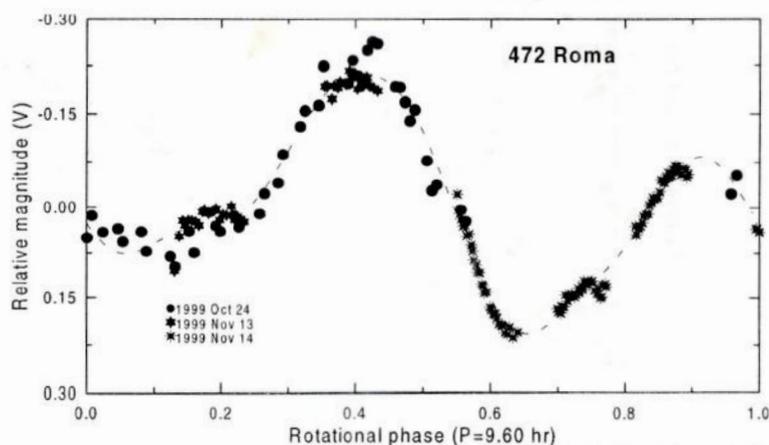


Figura 2.2 Curva de luz composta para o asteroide 472 Roma.

c. 490 Veritas

490 Veritas é o maior membro da família de Veritas (Zappalà *et al.*, 1995) e foi observado em 3 noites de agosto de 1998, por quase 10 horas. Na figura 2.3, é dada a curva de luz composta que ajusta um período de 6,8h, obtido com um ajuste de Fourier de 4ª ordem. A curva de luz é assimétrica, onde podemos ver 2 máximos e 2 mínimos com uma amplitude maior do que 0,28mag. Os dados das noites de 31 de agosto e 01 de setembro são muito ruidosos e, por isso, atribuímos o código de confiança 1 ao período determinado.

Tabela III. 490 Veritas

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel. (mag)
1998 08 28	22 ^h 10 ^m 53.13	-04°47'09.9	332.9	+6.0	2.927	1.921	2.14	0.6m *
08 31	22 ^h 08 ^m 50.48	-05°07'57.4	332.3	+5.8	2.925	1.922	2.67	0.6m *
09 01	22 ^h 08 ^m 10.06	-05°14'56.5	332.1	+5.8	2.925	1.923	2.93	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

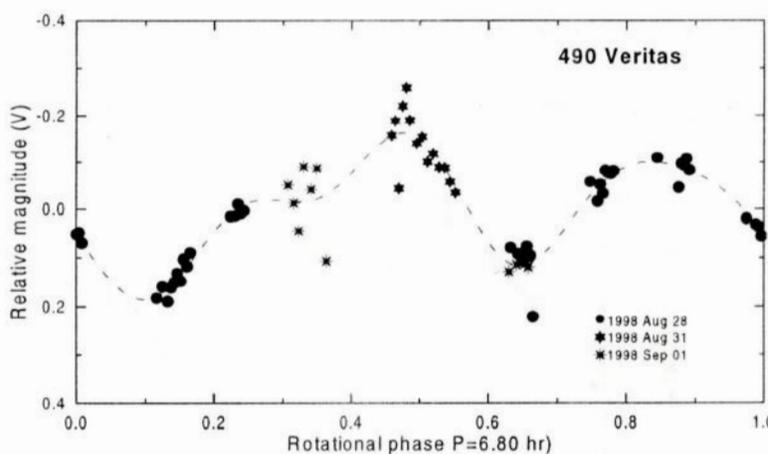


Figura 2.3 Curva de luz composta para o asteróide 490 Veritas.

d. 577 Rhea

577 Rhea foi observado em 5 noites de agosto e setembro de 1998, por quase 12 horas. A curva de luz composta que ajusta um período de 11,5h é mostrada na figura 2.4. Este período foi obtido com um ajuste de Fourier de 4ª ordem e a ele foi atribuído o código de confiança 1. A curva de luz é ligeiramente assimétrica e mostra uma grande dispersão entre os pontos das noites de 01 e 18 de setembro. Apesar de não estar completamente coberta, a curva de luz apresenta claramente 2 máximos e 2 mínimos, e possui uma pequena amplitude de $0,31 \pm 0,01\text{mag}$.

Tabela IV. 577 Rhea

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel. (mag)
1998 08 28	20 ^h 16 ^m 46.69	-21°58'03.4	301.4	-2.1	2.669	1.765	11.94	0.6m *
09 01	20 ^h 15 ^m 07.45	-21°53'08.1	301.0	-2.0	2.670	1.796	13.26	0.6m *
09 17	20 ^h 12 ^m 41.19	-21°21'54.0	300.6	-1.3	2.675	1.950	17.53	0.6m *
09 18	20 ^h 12 ^m 45.62	-21°19'22.5	300.6	-1.3	2.676	1.961	17.74	0.6m *
09 24	20 ^h 13 ^m 45.31	-21°02'53.2	300.9	-1.1	2.678	2.030	18.89	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

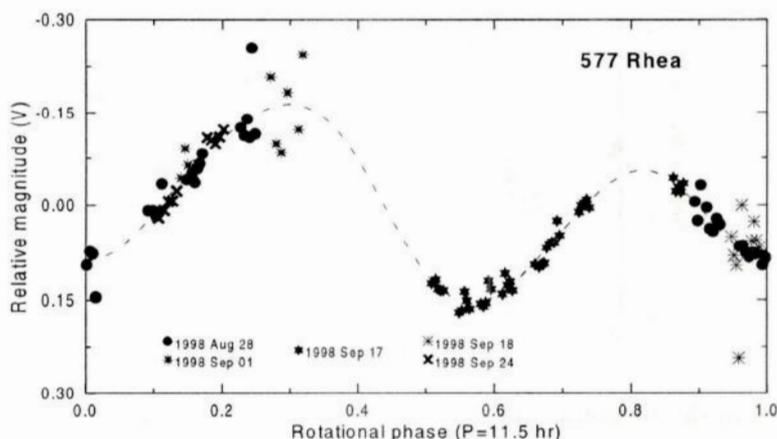


Figura 2.4 Curva de luz composta para o asteroide 577 Rhea

e. 797 Montana

797 Montana foi observado em 3 noites de junho e julho de 1998, por mais de 7 horas. Na figura 2.5, é dada a curva de luz composta que ajusta um período de 4,5h, obtido com um ajuste de Fourier de 4ª ordem. A curva de luz não está muito bem coberta, mas parece apresentar 2 máximos e 2 mínimos e possui uma grande amplitude ($0,50 \pm 0,01\text{mag}$). Com esses dados, não podemos excluir outros períodos possíveis como 4,13h, 4,98h e 5,0h. Entretanto, as curvas de luz referentes a esses períodos são piores que a apresentada na figura 5, pois estão menos cobertas e são mais irregulares. Um período de 5,29h também ajusta esses dados, mas com uma curva de luz muito assimétrica e apresentando três máximos/mínimos. Consideramos, portanto, que o valor que melhor ajusta os nossos dados é $P=4,5\text{h}$, mas devido às outras possibilidades, atribuímos a esse valor o código de confiança 1.

Tabela V. 797 Montana

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel. (mag)
1998 06 30	20 ^h 35 ^m 05.66	-12°23'23.0	307.9	+6.0	2.467	1.536	12.05	0.6m *
07 01	20 ^h 34 ^m 27.58	-12°23'15.9	307.8	+6.1	2.467	1.531	11.66	0.6m *
07 02	20 ^h 33 ^m 48.16	-12°23'16.0	307.6	+6.1	2.468	1.525	11.26	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

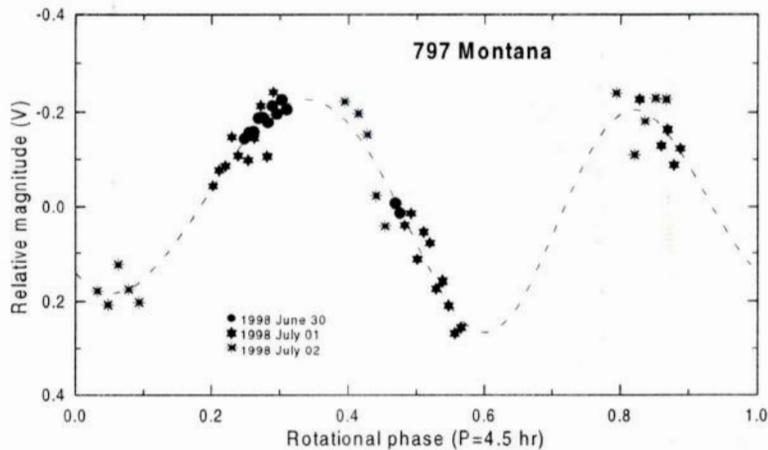


Figura 2.5 Curva de luz composta para o asteróide 797 Montana

f. 857 Glasenappia

857 *Glasenappia* foi observado em 2 noites de novembro de 1998, por mais de 10 horas. A curva de luz composta que ajusta um período de 8,23h (ajuste de 4ª ordem) é mostrada na figura 2.6. Atribuímos a este valor de período o código 2. Essa curva de luz é bastante assimétrica, e não está bem coberta em torno das fases rotacionais 0,55-0,8. Apesar da nossa curva de luz ser mais assimétrica que a obtida por Lagerkvist *et al.*(1998), o valor obtido para o período rotacional concorda com o valor relatado naquele trabalho. Vale ser salientado, entretanto, que com os nossos dados, também podemos ajustar os valores de $P=6,79h$ e $P=6,93h$, esse último com uma curva de luz bem coberta e regular.

Tabela VI. 857 *Glasenappia*

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel. (mag)
1998 11 16	01 ^h 47 ^m 02.26	+03°59'35.8	26.2	-6.5	2.129	1.204	12.54	0.6m *
11 17	01 ^h 46 ^m 19.17	+04°00'00.5	26.1	-6.5	2.130	1.211	13.00	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

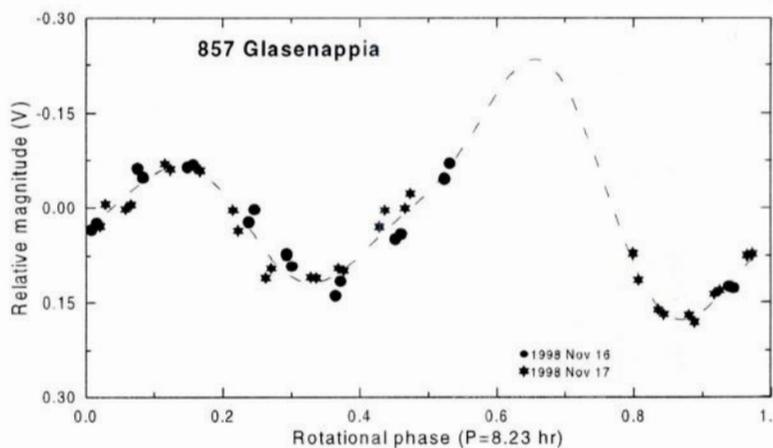


Figura 2.6 Curva de luz composta para o asteróide 857 *Glasenappia*

g. 936 Kunigunde

936 Kunigunde é um asteroide pertencente à família de Themis (Zappalà *et al.*, 1995). Foi observado durante 3 noites em setembro de 1998 por aproximadamente 4,5 horas e em 2 noites de outubro do mesmo ano por mais de 10 horas. Na figura 2.7, são apresentadas as curvas de luz compostas referentes aos dados de setembro e de outubro, ambas ajustando um período de 8.80h. A curva de luz correspondente aos dados de setembro mostra uma certa dispersão nos dados, além de ter uma cobertura mais pobre em relação à curva com os dados de outubro, apesar do maior número de pontos. O ângulo de fase varia de 8,2 até 7,8 durante as observações, mas o ângulo de aspecto deve estar variando ainda mais, pois o formato das curvas de luz muda significativamente. Também observamos um intercâmbio entre os seus máximos e mínimos. Ambas as curvas são assimétricas e possuem baixas amplitudes, sendo de $0,32 \pm 0,01\text{mag}$ para os dados de setembro e $0,25 \pm 0,01\text{mag}$ para os dados de outubro). O código de confiança atribuído ao período foi o código 2.

Tabela VII. 936 Kunigunde

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel. (mag)
1998 09 16	01 ^h 01 ^m 48.18	+03°20'32.0	15.5	-2.9	2.711	1.756	8.24	0.6m *
09 17	01 ^h 01 ^m 10.21	+03°16'41.3	15.3	-2.9	2.713	1.753	7.84	0.6m *
09 18	01 ^h 00 ^m 31.32	+03°12'46.5	15.1	-2.9	2.714	1.750	7.44	0.6m *
10 23	00 ^h 34 ^m 57.91	+00°55'03.3	8.3	-2.6	2.763	1.812	7.46	0.6m *
10 24	00 ^h 34 ^m 21.08	+00°52'17.0	8.2	-2.6	2.765	1.818	7.84	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

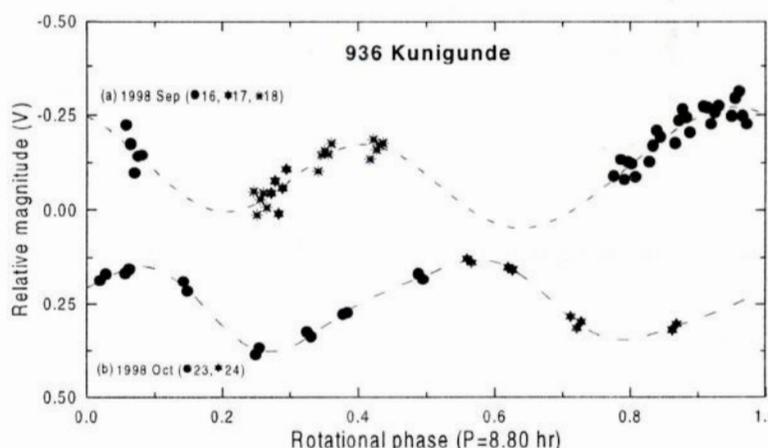


Figura 2.7 Curvas de luz compostas para o asteroide *936 Kunigunde* referentes aos dados de setembro e outubro de 1998.

h. 2433 Sootiyo

2433 Sootiyo foi observado durante 3 noites de abril e maio de 1998, por quase 6 horas. Apresentamos, na figura 2.8, a curva de luz composta que melhor ajusta os nossos dados. Um período de 7,0h é obtido com um ajuste de Fourier de 4ª ordem. A curva de luz mostra uma grande dispersão entre os pontos e é bastante assimétrica com os máximo e mínimo primários mais largos que os secundários. A esse período foi atribuído um código de confiança 1.

Tabela VIII. 2433 Sootiyo

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel. (mag)
1998 04 23	15 ^h 56 ^m 50.09	-08°30'06.6	238.8	+11.6	2.090	1.150	13.27	0.6m *
05 21	15 ^h 39 ^m 26.46	-04°04'19.6	233.5	+15.0	2.060	1.069	7.90	0.6m *
05 22	15 ^h 38 ^m 41.62	-03°56'55.3	233.3	+15.1	2.059	1.069	8.16	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

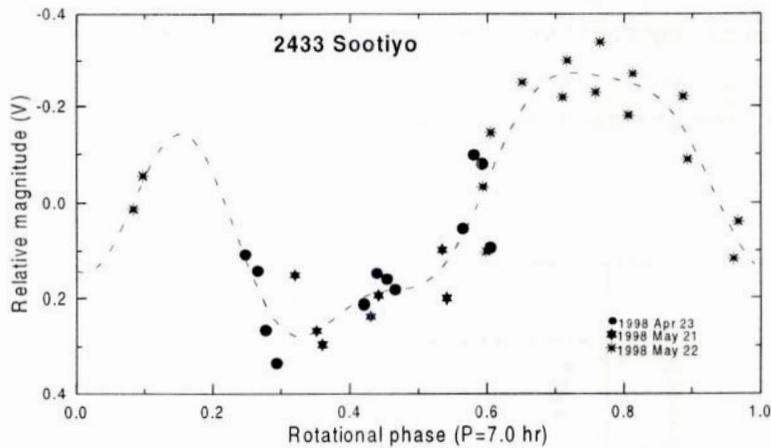


Figura 2.8 Curva de luz composta para o asteróide *2433 Sootiyo*

i. 4150 Starr

4150 Starr foi observado durante 2 noites em 1997, uma em abril e outra em maio, dando um total de quase 6 horas de observação. A curva de luz composta, mostrada na figura 2.9, ajusta um período de 6,8h (ajuste de 3ª ordem), sendo bastante assimétrica com o máximo principal muito mais brilhante que o secundário. A curva está pouco coberta e parece possuir uma amplitude maior que 0,22mag. O código de confiança atribuído a este período foi o código 1.

Tabela IX. 4150 Starr

Data	A.R.	Decl	Long	Lat	r	Δ	Fase	Tel.
(00:00UT)	(2000)	(2000)	(2000)	(2000)	(AU)	(AU)	(deg)	(mag)
1997 04 30	17 ^h 00 ^m 47.39	-17°44'24.6	255.8	+4.9	2.112	1.215	16.44	0.6m *
05 01	17 ^h 00 ^m 27.98	-17°42'55.0	255.7	+4.9	2.110	1.206	16.05	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

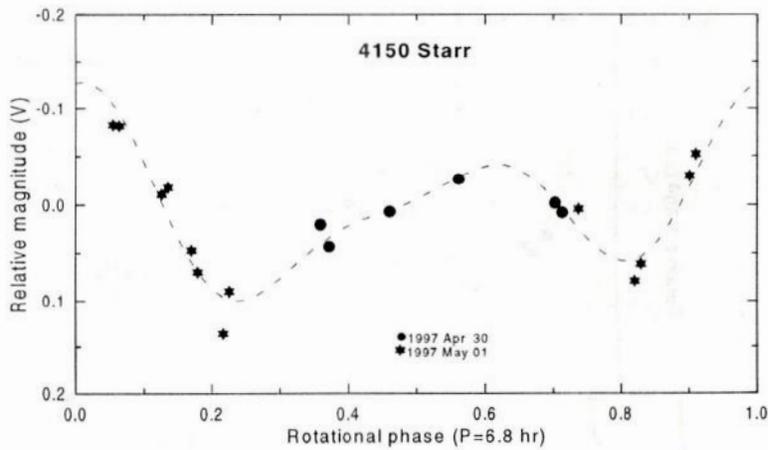


Figura 2.9 Curva de luz composta para o asteróide 4150 Starr

j. 6260 Kelsey

6260 Kelsey foi observado durante duas noites em julho de 1997 por quase 11 horas. Na figura 2.10, é dada a curva de luz que ajusta um período de 5,11h, ao qual foi atribuído o código de confiança 1. A curva de luz foi construída com um ajuste de Fourier de 4ª ordem, apresenta alguma dispersão entre os pontos e é assimétrica com o máximo primário mais estreito que o secundário. Apesar dos dados serem ruidosos, podemos detectar 2 máximos e 2 mínimos com uma amplitude de $0,17 \pm 0,02mag$.

Tabela X. 6260 Kelsey

Data (00:00UT)	A.R. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Fase (deg)	Tel. (mag)
1997 07 10	20 ^h 21 ^m 57.09	-30°43'54.0	300.5	-10.9	2.279	1.284	7.08	0.6m *
07 11	20 ^h 20 ^m 56.36	-30°42'29.4	300.3	-10.9	2.278	1.281	6.70	0.6m *

* - Observatório do Pico dos Dias - Brasil

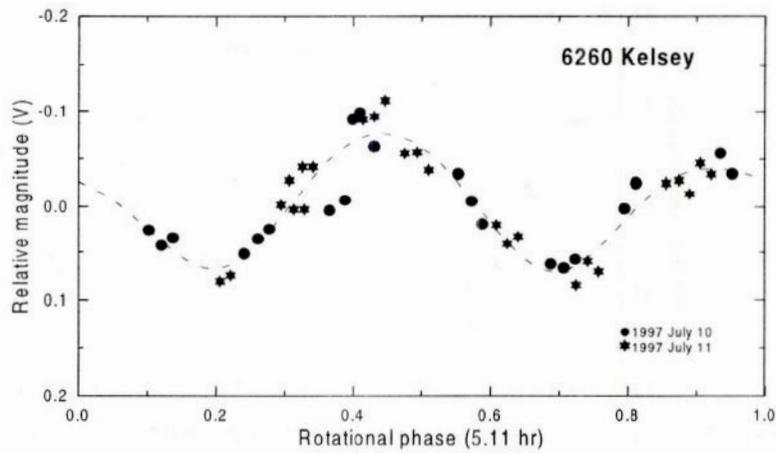


Figura 2.10 Curva de luz composta para o asteróide 6260 Kelsey

2.3 Conclusões e Perspectivas Futuras

No presente trabalho foram obtidos os períodos de rotação de dez asteróides do Cinturão Principal. Entre estes, oito têm diâmetro inferior a 50km, enquanto apenas dois têm diâmetro maior, em torno de 120km. Na tabela XI é apresentado, para cada asteróide, seu diâmetro além do período de rotação e da amplitude da curva de luz determinados.

Tabela XI. Parâmetros físicos dos asteróides observados

Asteróide	Diâmetro (km)	Período Rot. (hr)	Amplitude (mag.)
390 Alma (Abril)	26,8*	4,0	>0,35
(Maio)		4,0	0,35±0,01
472 Roma	47,6*	9,60	0,45±0,03
490 Veritas	121*	6,8	>0,28
577 Rhea	44,2*	11,5	0,31±0,01
797 Montana	120*	4,5	0,50±0,01
857 Glasenappia	16,5*	8,23	0,27±0,01
936 Kunigunde (Setembro)	44,1*	8,80	0,32±0,01
(Outubro)		8,80	0,25±0,01
2433 Sootiyo	16,7*	7,0	0,57±0,02
4150 Starr	10,1*	6,8	>0,22
6260 Kelsey	15,1*	5,11	0,17±0,02

* : diâmetros obtidos pelo IRAS Minor Planet Survey

* : diâmetros pelo programa de efemérides EPHEM (Tholen, 1999).

Como pode ser visto na tabela XI, os períodos de rotação determinados para os asteróides de nossa amostra variam entre 4,0 e 11,5 horas com um valor médio de 7,23 horas. Estes períodos confirmam a tendência, já sugerida por Fulchignoni et al. (1995) e Angeli (1995), dos asteróides apresentarem propriedades rotacionais similares, independentemente de seu tamanho. Um período em torno de 7-8 horas continua sendo o determinado para a maioria dos asteróides, sejam eles pequenos ou grandes. Obviamente, uma conclusão mais segura somente poderá ser obtida quando a amostra de asteróides para os quais temos o período determinado for bem maior. Entretanto, lembrando que temos hoje cerca de 800 asteróides com período determinado, os aqui apresentados contribuem de forma significativa no aumento da amostra.

Outro dado importante apresentado na tabela XI é referente as amplitudes determinadas para os asteróides de nossa amostra, variando entre 0,17 e 0,57 magnitude. Em sua maioria podem ser

consideradas pequenas, implicando em formas não muito alongadas, ao menos, nos ângulos de aspectos em que os asteróides foram observados. Apenas dois asteróides, 797 Montana e 2433 Sootiyo, apresentam curvas de luz com amplitudes maiores, ou seja, 0,50 e 0,57, respectivamente. O esperado é de que estes dois asteróides sejam pequenos, ou seja, objetos irregulares resultantes de fragmentações. No caso de 797 Montana isto não é verdade, sendo este um dos maiores asteróides de nossa amostra com cerca de 120km de diâmetro. Não podemos, entretanto, descartar a hipótese de que, entre os menores de nossa amostra, a forma irregular seja predominante. Neste sentido, é importante lembrar que a forma de um asteróide somente pode ser determinada a partir de observações em ângulos de fase muito distintos e desde que seu eixo de rotação não esteja apontando na direção do observador. Logo, no que tange à forma dos asteróides aqui estudados, apenas podemos dizer que em sua maioria parecem apresentar uma forma não muito alongada.

Como conclusão, gostaríamos de ressaltar que a determinação das propriedades rotacionais para um número cada vez maior de asteróides é o caminho mais direto, embora árduo, se quisermos realmente entender a extensão e os resultados dos processos colisionais ocorridos no Cinturão de Asteróides. A determinação do período de rotação de um número não desprezível de asteróides é, portanto, um resultado científico cada vez mais necessário. Por fim, ressaltamos que os resultados aqui apresentados estão em via de publicação na revista *Astronomical Journal* como parte do artigo *Rotation Periods for Small Main-Belt Asteroids from CCD Photometry*, cópia do qual é apresentada no Apêndice.

Bibliografia

- Alfvén, H. 1964, On the origin of the asteroids, *Icarus* **3**, 52-56.
- Angeli, C.A. 1995. Determination des propriétés rotationnelles d'astéroïdes: des indices pour interpréter leur histoire évolutive. Thèse de doctorat, Observatoire de Paris.
- Bowell, E., Hapke, B., Domingue, D., Lumme, K., Peltoniemi, J., and Harris, A.W. 1989., Application of Photometric Models to Asteroids. Em *Asteroids II*, Eds. Richard P. Binzel, Tom Gehrels e Mildred Shapley Matthews, (Tucson: University of Arizona Press), pg. 524-556
- Bowell, E. 2001. Asteroid orbit database (<http://www.lowell.edu/asteroids/astorb>).
- Binzel, R.P., Farinella, P., Zappalà, V., and Cellino, A. 1989., Asteroid Rotation Rates: Distributions and Statistics. Em *Asteroids II*, Eds. Richard P. Binzel, Tom Gehrels e Mildred Shapley Matthews, (Tucson: University of Arizona Press), pg. 416-441.
- Burns, J.A., Tedesco, F. 1979, Asteroid lightcurves: results for rotation and shapes. Em *Asteroids*, ed. T. Gehrels (Tucson: University of Arizona Press), pg.494-527.
- Bus, S.J. 1999. Compositional Structure in the Asteroid Belt: Results of a Spectroscopic Survey. PhD Thesis, Massachusetts Institute of Technology.
- Chapman, C.R., Davis, C.R. 1975, Asteroid collisional evolution: evidence for a much larger early population, *Science* **190**, 553-556.
- Ferraz-Mello, S. 1999, Slow and Fast Diffusion in Asteroid-Belt Resonances: a Review, *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy* **73**, 25-37.
- Florczak, M. 1999. Asteróides: um Estudo de suas Propriedades Físico-Químicas. Tese de Doutorado, Observatório Nacional
- French, L.M., Binzel, R.P. 1989, CCD Photometry of Asteroids. Em *Asteroids II*, Eds. Richard P. Binzel, Tom Gehrels e Mildred Shapley Matthews, (Tucson: University of Arizona Press), pg. 54-65.
- Fulchignoni, M., Barucci, M.A., Di Martino, M., Dotto, E. 1995, On the evolution of the asteroid spin, *Astron. Astrophys.* **299**, 929-932.
- Gehrels, T. 1970, Photometry of asteroids. Em *Surfaces and Interiors of Planets and Satellites*, ed. A. Dollfus (London: Academic Press), pg. 319-376.
- Hardie, R.H. 1962., Photoelectric Reductions. Em *Astronomical Techniques, VolIII: Stars and Stellar Systems*, Ed. W.A. Hiltner, pg. 178-208.
- Harris, A.W., Burns, J.A. 1979, Asteroid rotation. I. Tabulation and Analysis of Rates, Pole Positions and Shapes, *Icarus* **40**, 115-144.

- Harris, A.W., Young, J.W., Bowell, E., Martin, L.J., Millis, R.L., Poutanen, M., Scaltriti, F., Zappalà, V., Dchober, H-J., Debehogne, H., and Zeigler, K.W. 1989., Photoelectric Observations of Asteroids 3, 24, 60 261 and 863., *Icarus* **77**, 171-186
- Harris, A.W., and Lupishko, D.F. 1989., Photometric Lightcurve Observations and Reduction Techniques. Em *Asteroids II*, Eds. Richard P. Binzel, Tom Gehrels e Mildred Shapley Matthews, (Tucson: University of Arizona Press), pg. 39-53.
- Harris, A.W., Young, J.W., Bowell, E., and Tholen, D.J. 1999, Asteroid Lightcurve Observations from 1981 to 1983, *Icarus* **142**, 173-201
- Hirayama, K. 1918, Groups of asteroids probably of common origin, *Astron. J.* **31**, 185-188.
- Kirkwood, D. 1867, *Meteoritic Astronomy*, (Philadelphia: Lippincott).
- Lagerkvist, C.-I., Belskaya, I., Erikson, A., Schevchenko, V., Mottola, S., Chiorny, V., Magnusson, P., Nathues, A., and Piironen, J., 1998, Physical studies of asteroids, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **131**, 55-62
- Landolt, A.U. 1983., UBVRI Photometric Standard Stars Around the Celestial Equator., *The Astronomical Journal* **88**, no.3, 439-460
- Massey, P. 1997. A User's Guide to CCD Reductions with IRAF (<http://www.iraf.noao.edu>)
- McAdoo, D.C., Burns, J.A. 1973, Further evidence for collisions among asteroids, *Icarus* **18**, 285-293.
- Oppolzer, E. von. 1901, Notiz. betr. planet (433) Eros, *Astron. Nach.* **154**, 297.
- Safronov, V. 1969, *Evolution of the protoplanetary cloud and the formation of the Earth and the planets*, (Moscow: Nauka Press).
- Schoenberg, E. 1929, Hdb, *Ap.* (Berlin: Julius Springer) **2**, 268.
- Taylor, R.C. 1971, Photometric observations and reductions of lightcurves of asteroids. Em *Physical Studies of Minor Planets*, ed. T. Gehrels (Washington: U.S. Government Printing Office), pg. 117-131.
- Tedesco, E., Zappalà, V. 1980, Rotational Properties of Asteroids: Correlation and Selection effects, *Icarus* **43**, 33-50.
- Tholen, D.J. 1998. Ephemeris program EPHEM Ver 1.1. Celestech.
- Zappalà, V., Bendjoya, P., Cellino, A., Farinella, P., Froeschlé, Cl. 1995, Asteroid families: search of a 12,487 asteroid sample using two different clustering techniques, *Icarus* **116**, 291-314.

Apêndice

Artigo "Rotation Periods for Small Main-Belt Asteroids From CCD Photometry"

ROTATION PERIODS FOR SMALL MAIN-BELT ASTEROIDS FROM CCD PHOTOMETRY¹

C. A. ANGELI, T. A. GUIMARÃES,² AND D. LAZZARO

Departamento Astrofísica, Observatório Nacional, Rua General José Cristino 77, 20921-400 São Cristóvão, Rio de Janeiro, Brazil; angeli@on.br

R. DUFFARD AND S. FERNÁNDEZ

Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Laprida 854, 5000 Córdoba, Argentina

M. FLORCZAK

Departamento Física, Centro Federal do Educação Tecnológica do Paraná, Avenida Sete de Setembro 3165, 80230-901 Curitiba, Brazil

AND

T. MOTHÉ-DINIZ, J. M. CARVANO, AND A. S. BETZLER

Departamento Astrofísica, Observatório Nacional, Rua General José Cristino 77, 20921-400 São Cristóvão, Rio de Janeiro, Brazil

Received 2000 April 3; accepted 2001 January 9

ABSTRACT

We report the results of new photometric observations of 19 main-belt asteroids, most of them of small size, i.e., $D \lesssim 50$ km. The observations were carried out at the Observatório do Pico dos Dias (Brazil) and at the Estación Astrofísica de Bosque Alegre (Argentina), providing more than 50 single-night light curves. The obtained rotation periods, ranging from 3.2 to 11.5 hr, are presented along with the corresponding composite light curves.

Key words: minor planets, asteroids — techniques: photometric

1. INTRODUCTION

The study of asteroid spin rates may provide information about the collisional evolution of the asteroid population, and several works aiming to understand the global collisional evolution of the asteroids have been published since the seventies (McAdoo & Burns 1973; Harris & Burns 1979; Dermott, Harris, & Murray 1984; Binzel et al. 1989; Fulchignoni et al. 1995; Pravec & Harris 2000, and references therein). But so far only a very modest number of rotation periods is available for small objects. Further observations are needed in order to provide a complete and secure statistical picture of the asteroid population.

Since 1992 we have been working on a photometric project aiming to obtain rotational properties of small asteroids (de Sanctis et al. 1994; Angeli 1995; Angeli & Barucci 1996; Birlan et al. 1996; Florczak et al. 1997). The main purpose of this study is to enlarge the sample of available rotation periods for these objects and to provide baseline data for further physical studies. In this paper we report the results of CCD observations of 19 asteroids, carried out between 1995 June and 1999 December, which resulted in 68 single-night light curves.

2. OBSERVATIONS AND REDUCTIONS

The photometric observations reported here were performed at the Observatório do Pico dos Dias (OPD, Brazil) on a 0.6 m telescope and at the Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA, Argentina) on a 1.5 m telescope. All the observations were carried out using CCD cameras in the V band. In the OPD observations an EEV 385 \times 576 CCD was used, with a focal plane reducing optics giving a 7.2×5.5 field and yielding a scale image of 1.12 pixel^{-1} . A

Tektronix 1024 \times 1024 CCD camera with a scale image of 0.33 pixel^{-1} and a 5.7×5.7 field was used in the EABA observations.

The observational circumstances and the aspect data are listed in Table 1. In this table are given the date (at 00:00 UT nearest to the middle of the observations), the right ascension, the declination, the ecliptic longitude and latitude, the heliocentric (r) and topocentric (Δ) distances, the solar phase angle, the mean magnitude and the telescope. Also, for the nights with good enough quality, we present the mean magnitude $V(1,\alpha)$, which corresponds to an average magnitude of the night. Since most of the nights were not of good quality, some composite light curves have been constructed with relative magnitudes only (the difference between the instrumental magnitudes of the asteroid and a field comparison star). For the asteroid 1071 Brita, however, the magnitude value in the table corresponds to the zero level of the composite light curve (see below). The ephemeris data were obtained using the EPHEM program, by D. J. Tholen, for the OPD observations and the SKYMAP program, by C. A. Marriott, for the EABA observations. The times reported have not been corrected for light-travel time.

The images were reduced using APPHOT, a routine of the Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) package, and calibrated using standard methods with bias and dome flat-field images. Flux calibration was performed using standard stars from Landolt (1992). The images were corrected for extinction using photometry of field stars in the asteroid images and of the Landolt stars, taken at different air masses. The errors shown in the magnitude values take into account the aperture error given by APPHOT and the quality of the night. Fourier analyses of the data were performed using the method described by Harris et al. (1989), in order to obtain the composite light curves.

3. RESULTS

Table 2 displays the estimated diameter of each asteroid, the value obtained for the synodic rotation period along

¹ Observations carried out at the Observatório do Pico dos Dias, operated by the Laboratório Nacional de Astrofísica (Brazil), and at the Estación Astrofísica de Bosque Alegre (Argentina).

² Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório do Valongo, Ladeira do Pedro Antônio 43, 20080-090 Rio de Janeiro, Brazil.

TABLE 1
ASPECT DATA OF THE OBSERVED ASTEROIDS

Asteroid	Date (00:00 UT)	R.A. (J2000.0)	Decl. (J2000.0)	Longitude (J2000.0)	Latitude (J2000.0)	<i>r</i> (AU)	Δ (AU)	Phase (deg)	$V(1,\alpha)$ (mag)	Telescope
390 Alma	1998 04 21	12 24	-23 50	195.4	-19.3	2.475	1.525	9.69	11.01 ± 0.002	0.6 m ^a
	1998 04 22	12 23	-23 44	195.2	-19.3	2.476	1.529	9.95	11.04 ± 0.002	0.6 m ^a
	1998 04 23	12 23	-23 38	195.0	-19.3	2.477	1.534	10.22	...	0.6 m ^a
	1998 05 22	12 14	-20 37	191.6	-17.4	2.515	1.755	18.30	11.42 ± 0.007	0.6 m ^a
472 Roma	1999 10 24	01 37	-17 25	15.6	-25.5	2.352	1.433	11.88	9.866 ± 0.003	0.6 m ^a
	1999 11 13	01 23	-17 34	12.1	-24.3	2.339	1.525	17.12	...	1.5 m ^b
	1999 11 14	01 23	-17 31	12.0	-24.2	2.339	1.532	17.39	...	1.5 m ^b
490 Veritas	1998 08 28	22 10	-04 47	332.9	+6.0	2.927	1.921	2.14	...	0.6 m ^a
	1998 08 31	22 08	-05 07	332.3	+5.8	2.925	1.922	2.67	...	0.6 m ^a
	1998 09 01	22 08	-05 14	332.1	+5.8	2.925	1.923	2.93	...	0.6 m ^a
577 Rhea	1998 08 28	20 16	-21 58	301.4	-2.1	2.669	1.765	11.94	...	0.6 m ^a
	1998 09 01	20 15	-21 53	301.0	-2.0	2.670	1.796	13.26	...	0.6 m ^a
	1998 09 17	20 12	-21 21	300.6	-1.3	2.675	1.950	17.53	...	0.6 m ^a
	1998 09 18	20 12	-21 19	300.6	-1.3	2.676	1.961	17.74	...	0.6 m ^a
	1998 09 24	20 13	-21 02	300.9	-1.1	2.678	2.030	18.89	11.79 ± 0.002	0.6 m ^a
686 Geruind	1999 02 17	09 12	-06 51	142.7	-21.9	3.274	2.340	6.63	...	1.5 m ^b
	1999 02 18	09 11	-06 46	142.4	-21.9	3.275	2.341	6.72	...	1.5 m ^b
	1999 03 20	08 52	-03 52	136.6	-20.6	3.281	2.512	12.64	...	1.5 m ^b
797 Montana	1998 06 30	20 35	-12 23	307.9	+6.0	2.467	1.536	12.05	11.62 ± 0.004	0.6 m ^a
	1998 07 01	20 34	-12 23	307.8	+6.1	2.467	1.531	11.66	11.61 ± 0.004	0.6 m ^a
	1998 07 02	20 33	-12 23	307.6	+6.1	2.468	1.525	11.26	...	0.6 m ^a
857 Glasenappia	1998 11 16	01 47	+03 59	26.2	-6.5	2.129	1.204	12.54	...	0.6 m ^a
	1998 11 17	01 46	+04 00	26.1	-6.5	2.130	1.211	13.00	12.20 ± 0.005	0.6 m ^a
936 Kunigunde	1998 09 16	01 01	+03 20	15.5	-2.9	2.711	1.756	8.24	12.159 ± 0.004	0.6 m ^a
	1998 09 17	01 01	+03 16	15.3	-2.9	2.713	1.753	7.84	...	0.6 m ^a
	1998 09 18	01 00	+03 12	15.1	-2.9	2.714	1.750	7.44	...	0.6 m ^a
	1998 10 23	00 34	+00 55	8.3	-2.6	2.763	1.812	7.46	...	0.6 m ^a
	1998 10 24	00 34	+00 52	8.2	-2.6	2.765	1.818	7.84	...	0.6 m ^a
996 Hilaritas	1999 04 13	10 22	+10 06	153.7	-0.0	2.723	1.957	16.11	...	1.5 m ^b
	1999 04 14	10 22	+10 07	153.6	-0.0	2.724	1.968	16.36	...	1.5 m ^b
1071 Brita	1995 06 05	15 04	-17 57	228.8	-0.5	3.075	2.126	8.06	11.19 ± 0.013	0.6 m ^a
	1995 06 06	15 04	-17 55	228.6	-0.5	3.075	2.132	8.39	11.23 ± 0.015	0.6 m ^a
	1995 06 17	14 57	-17 43	227.1	-0.8	3.080	2.218	11.79	11.30 ± 0.013	0.6 m ^a
	1995 08 12	15 06	-19 04	229.4	-1.5	3.099	2.920	19.08	11.62 ± 0.013	0.6 m ^a
	1995 08 13	15 06	-19 08	229.5	-1.5	3.099	2.934	19.07	11.63 ± 0.014	0.6 m ^a
	1995 08 14	15 07	-19 11	229.7	-1.5	3.100	2.948	19.07	11.65 ± 0.024	0.6 m ^a
	1995 08 15	15 08	-19 14	229.9	-1.5	3.100	2.962	19.06	11.63 ± 0.011	0.6 m ^a
	1995 08 18	15 10	-19 25	230.5	-1.6	3.100	3.005	19.00	11.70 ± 0.016	0.6 m ^a
	1996 06 13	21 27	-21 51	317.2	-6.5	3.021	2.323	16.00	11.31 ± 0.005	0.6 m ^a
	1996 08 14	20 50	-25 56	307.9	-7.9	2.971	1.983	5.29	10.93 ± 0.007	0.6 m ^a
1276 Uccia	1999 11 14	04 20	-08 37	61.3	-29.6	2.878	1.986	10.24	...	1.5 m ^b
	1999 11 15	04 19	-08 38	61.1	-29.5	2.878	1.983	10.13	...	1.5 m ^b
2433 Sootiyo	1998 04 23	15 56	-08 30	238.8	+11.6	2.090	1.150	13.27	...	0.6 m ^a
	1998 05 21	15 39	-04 04	233.5	+15.0	2.060	1.069	7.90	...	0.6 m ^a
	1998 05 22	15 38	-03 56	233.3	+15.1	2.059	1.069	8.16	12.34 ± 0.004	0.6 m ^a
2703 Rodari	1996 09 20	22 50	-17 34	337.2	-9.4	2.262	1.300	9.62	14.57 ± 0.021	0.6 m ^a
	1996 09 21	22 49	-17 36	337.0	-9.3	2.262	1.305	10.05	...	0.6 m ^a
	1996 09 22	22 48	-17 37	336.8	-9.3	2.263	1.310	10.48	14.50 ± 0.011	0.6 m ^a
	1996 09 23	22 47	-17 39	336.6	-9.2	2.263	1.315	10.91	...	0.6 m ^a
3022 Dobermann	1999 11 12	05 40	-18 23	83.6	-41.7	1.730	0.935	26.81	...	1.5 m ^b
	1999 12 04	05 24	-24 09	78.1	-47.2	1.731	0.906	24.86	...	1.5 m ^b
	1999 12 15	05 13	-25 05	74.2	-47.8	1.733	0.916	25.13	...	1.5 m ^b
	1999 12 16	05 12	-25 05	73.9	-47.8	1.734	0.918	25.20	...	1.5 m ^b
3725 Valsecchi	1996 09 20	01 08	+16 40	22.1	+8.7	2.146	1.198	11.89	14.80 ± 0.008	0.6 m ^a
	1996 09 21	01 07	+16 44	21.9	+8.8	2.146	1.194	11.45	...	0.6 m ^a
	1996 09 22	01 06	+16 48	21.7	+8.9	2.146	1.191	11.00	14.716 ± 0.009	0.6 m ^a
	1996 09 23	01 05	+16 51	21.6	+9.1	2.147	1.187	10.56	...	0.6 m ^a
4150 Starr	1997 04 30	17 00	-17 44	255.8	+4.9	2.112	1.215	16.44	...	0.6 m ^a
	1997 05 01	17 00	-17 42	255.7	+4.9	2.110	1.206	16.05	13.60 ± 0.003	0.6 m ^a
4191 Assesse	1997 04 30	14 24	-18 58	219.8	-4.4	2.371	1.365	1.88	...	0.6 m ^a
	1997 05 02	14 22	-18 38	219.4	-4.2	2.369	1.363	2.04	13.81 ± 0.001	0.6 m ^a
5010 Amenemhet	1996 09 20	01 39	+01 51	23.6	-7.8	3.213	2.288	8.27	13.50 ± 0.007	0.6 m ^a
	1996 09 21	01 38	+01 43	23.5	-7.9	3.214	2.283	7.96	...	0.6 m ^a
	1996 09 22	01 38	+01 35	23.3	-8.0	3.215	2.278	7.64	13.48 ± 0.008	0.6 m ^a

TABLE 1—Continued

Asteroid	Date (00:00 UT)	R.A. (J2000.0)	Decl. (J2000.0)	Longitude (J2000.0)	Latitude (J2000.0)	<i>r</i> (AU)	Δ (AU)	Phase (deg)	<i>V</i> (1, α) (mag)	Telescope
	1996 09 23	01 37	+01 27	23.1	-8.1	3.215	2.274	7.33	...	0.6 m ^a
	1999 04 13	14 31	+01 44	214.9	+15.7	2.169	1.199	9.04	...	1.5 m ^b
6260 Kelsey.....	1997 07 10	20 22	-30 45	300.7	-11.0	2.280	1.288	7.46	13.17 ± 0.002	0.6 m ^a
	1997 07 11	20 21	-30 43	300.5	-10.9	2.279	1.284	7.08	...	0.6 m ^a

NOTE.—Units of right ascension are hours and minutes, and units of declination are degrees and arcminutes.

^a Observatório do Pico dos Dias, Brazil.

^b Estación Astrofísica de Bosque Alegre, Argentina.

with the respective reliability code (Harris et al. 1999), and the amplitude of the respective composite light curve. A reliability of 1 is extremely tentative, and hence the period may be completely wrong; 2 corresponds to reasonably secure result, probably not wrong by more than a factor of 2, and also includes cases of ambiguity (for example, the true period may be 3/2, 2/3, or some other harmonic within a factor of 2 of the reported value). All the composite light curves have been constructed using relative magnitudes, with the exception of that for 1071 Brita. Because of the greater coverage, the composite light curves of this asteroid have been constructed with reduced magnitudes (unit distance from the Sun and the Earth, for the respective phase angle). The light curves are plotted in the Figures 1–19, each symbol corresponding to a different night. As in Table 1, the dates in the light curves correspond to the day nearest the middle of the observing night. The dashed line in all light curves corresponds to the Fourier series that best fits the respective data set. Below, we make some specific remarks about each asteroid.

390 Alma.—This Eunomia-family asteroid (Zappalà et al. 1995) was observed for more than 18 hr on four nights during 1998 April and May. In Figure 1 we present the composite light curves obtained with the April (a), and the May (b) data sets, both fitting a period of 4.0 hr. The phase angle changes from 9°7' to 18°3' between the two observing intervals, and the difference in shape of the light curves points to a significant variation of the aspect angle. Both light curves are irregular, and the April data set shows a large dispersion among the points; both were constructed with a fourth-order Fourier fit. The amplitudes of the light curves are greater than or equal to 0.35 mag. Since with these data we can fit at least two periods, $P = 4.00$ hr and $P = 4.03$ hr (both with equivalent quality of the composite and same uncertainty of 0.01 hr), we adopt a period of 4.0 hr for this asteroid, and because of the ambiguity of this determination we attribute to it a reliability code of 1.

472 Roma.—We observed this asteroid, a member of the Maria family (Zappalà et al. 1995), for almost 13 hr on three nights during 1999 October and November. The composite

TABLE 2

PHYSICAL PARAMETERS OF THE OBSERVED ASTEROIDS

Asteroid	Diameter (km)	Rotation Period (hr)	Reliability code	Amplitude (mag)
390 Alma (April).....	26.8 ^a	4.0	1	>0.35
390 Alma (May).....	26.8 ^a	4.0	1	0.35 ± 0.01
472 Roma.....	47.6 ^a	9.60	2	0.45 ± 0.03
490 Veritas.....	121 ^a	6.8	1	>0.28
577 Rhea.....	44.2 ^a	11.5	1	0.31 ± 0.01
686 Gersuind.....	44.1 ^a	6.32	2	0.37 ± 0.01
797 Montana.....	120	4.5	1	0.50 ± 0.01
857 Glasenappia.....	16.5 ^a	8.23	2	0.27 ± 0.01
936 Kunigunde (September).....	44.1 ^a	8.80	2	0.32 ± 0.01
936 Kunigunde (October).....	44.1 ^a	8.80	2	0.25 ± 0.01
996 Hilaritas.....	34.1 ^a	7.20	2	0.69 ± 0.03
1071 Brita (1995 June).....	52.7 ^a	5.8	1	>0.20
1071 Brita (1995 August).....	52.7 ^a	5.8	1	0.38 ± 0.01
1071 Brita (1996 June).....	52.7 ^a	5.8	1	>0.22
1071 Brita (1996 August).....	52.7 ^a	5.8	1	>0.12
1276 Uccia.....	36.2 ^a	4.9	1	0.38 ± 0.01
2433 Sootiyo.....	16.7 ^b	7.0	1	0.57 ± 0.02
2703 Rodari.....	7.6 ^b	5.5	1	0.20 ± 0.01
3022 Dobermann.....	7.9 ^b	10.49	2	1.24 ± 0.05
3725 Valsecchi.....	6.9 ^b	3.57	2	0.52 ± 0.01
4150 Starr.....	10.1 ^b	6.8	1	>0.22
4191 Assesse.....	12.6 ^b	5.4	1	>0.45
5010 Amenemhet (1996).....	13.8 ^b	3.2	1	0.14 ± 0.01
5010 Amenemhet (1999).....	13.8 ^b	3.2	1	0.30 ± 0.01
6260 Kelsey.....	15.1 ^b	5.11	2	0.17 ± 0.02

^a Diameters from the IRAS Minor Planet Survey; see <http://pdssbn.astro.umd.edu>.

^b Diameters from ephemeris program EPHEM, version 1999, by D. J. Tholen.

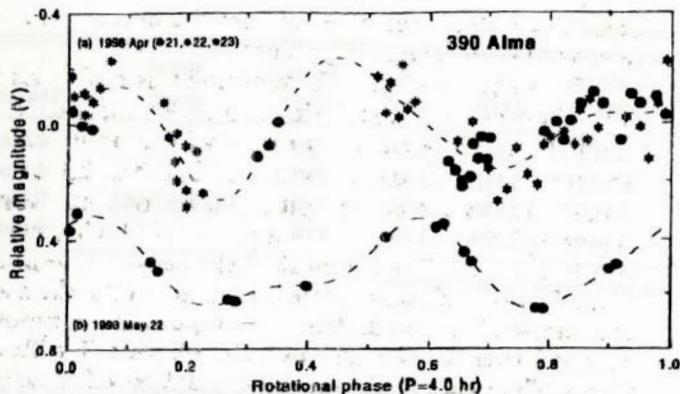


FIG. 1.—Composite light curves of 390 Alma. Magnitude scale is relative, shifts of the light curves are arbitrary. Zero phase of curve (a) corresponds to UT 1998 April 22.36. Zero phase of curve (b) corresponds to UT 1998 May 22.49.

light curve that fits a period of 9.60 hr, constructed with a sixth-order Fourier fit, is shown in Figure 2. This light curve is quite asymmetric, with the primary maximum brighter by 0.19 mag than the secondary one and the secondary minimum much larger than the principal one. It has an amplitude of 0.45 ± 0.03 mag. In spite of the quite well covered composite light curve obtained for $P = 9.60$ hr, other periods in the range 7–10 hr cannot be excluded (e.g., 7.93 hr and 8.05 hr). Additional observations are needed in order to define the period of this asteroid without ambiguity.

490 Veritas.—This asteroid, the largest member of the Veritas family (Zappalà et al. 1995), was observed for almost 10 hr on three nights during 1998 August and September. Figure 3 shows the composite light curve that fits a period of 6.8 hr, which was obtained with a fourth-order Fourier fit. This light curve is asymmetric, and the data from two of the nights (August 31 and September 1) are very noisy. Therefore we attribute to this period a reliability code of 1. Despite the noisy data, two maxima and two minima with an amplitude larger than 0.28 mag are detected.

577 Rhea.—We observed this asteroid for a total of nearly 12 hr on five nights during 1998 August and September. The composite light curve fits a period of 11.5 hr, using a fourth-order Fourier fit, and is shown in Figure 4. This light curve is quite asymmetric and shows a large dispersion among the points from two of the nights (September 1 and 18). Although the period is not completely covered, the light

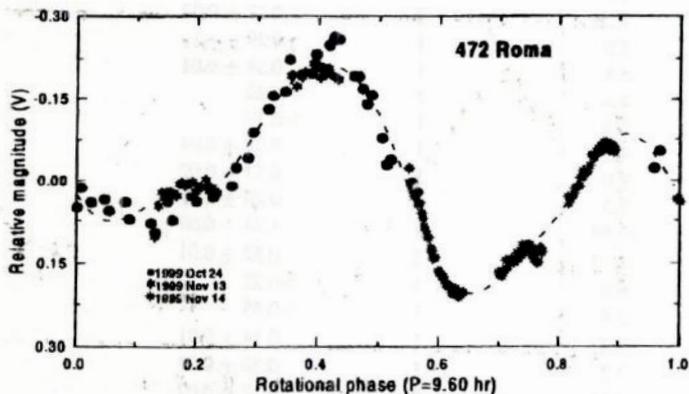


FIG. 2.—Composite light curve of 472 Roma. Zero phase corresponds to UT 1999 November 9.31.

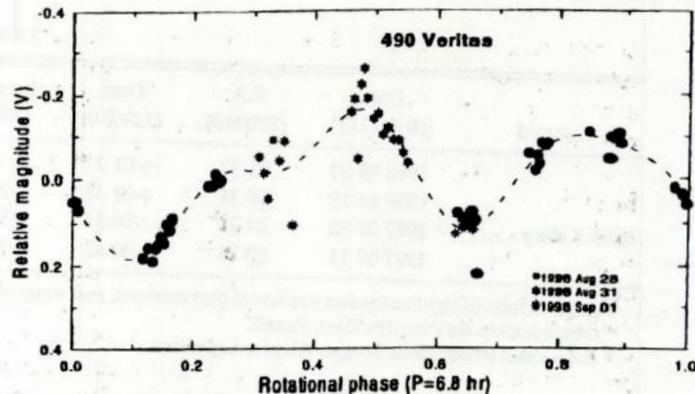


FIG. 3.—Composite light curve of 490 Veritas. Zero phase corresponds to UT 1998 August 28.99.

curve clearly presents two maxima and minima and has an amplitude of 0.31 ± 0.01 mag.

686 Gersuind.—This object was observed for about 8 hr on three nights from 1999 February 17 to March 20. The composite light curve, obtained with a fifth order Fourier fit, gives a period of 6.32 hr (Fig. 5). This light curve is relatively well covered and presents a low dispersion of the data. It is asymmetric and its amplitude is 0.37 ± 0.01 mag.

With these data we can also fit a period of 7.4 hr, but with a composite light curve more poorly covered than that in Figure 5. So, because of the quality of the composite light

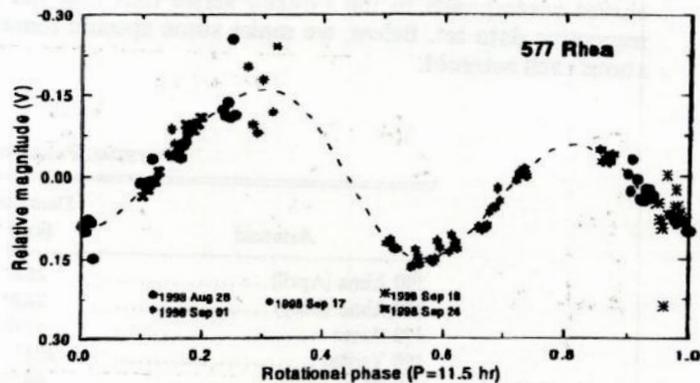


FIG. 4.—Composite light curve of 577 Rhea. Zero phase corresponds to UT 1998 September 9.69.

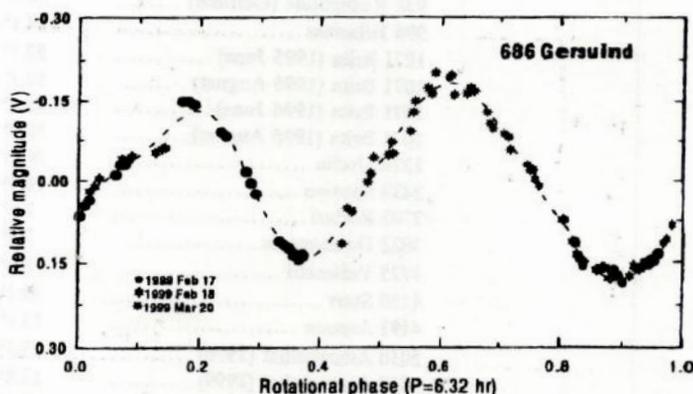


FIG. 5.—Composite light curve of 686 Gersuind. Zero phase corresponds to UT 1999 March 1.15.

curve presented, we adopt $P = 6.32$ hr for this object, with a reliability code of 2. In addition, Alan W. Harris (private communication) has unpublished observations of this asteroid which clearly suggest 6.3 hr as the correct period.

797 Montana.—Montana was observed for more than 7 hr during three nights from 1998 June 30 to July 2. A period of 4.5 hr was obtained with a fourth-order Fourier fit, as shown in the composite light curve in Figure 6. The light curve is not well covered, but it seems to have two maxima and two minima and presents a large amplitude of 0.50 ± 0.01 mag. With these data we cannot exclude other possible periods around 4–5 hr (4.13 hr, 4.98 hr, 5.0 hr), but all composite light curves are of worse quality than that presented in Figure 6. $P = 5.29$ hr also fits these data, but with a very asymmetric composite light curve presenting three maxima and minima. So, we think the value that best fits our data is $P = 4.5$ hr, but in view of the other possibilities of period we attribute to our determination a reliability code of 1.

857 Glasenappia.—We observed this asteroid for more than 10 hr on two nights, 1998 November 16 and 17. The composite light curve that fits a period of 8.23 hr (with a fourth-order Fourier fit) is shown in Figure 7. This light curve is quite asymmetric and is not covered around rotational phases 0.55–0.8.

Despite our composite light curve being more asymmetric than the one obtained by Lagerkvist et al. (1998), the value we obtained for the rotational period agrees with the value reported in that work. Nevertheless, we cannot exclude other values of period that we can also fit with our

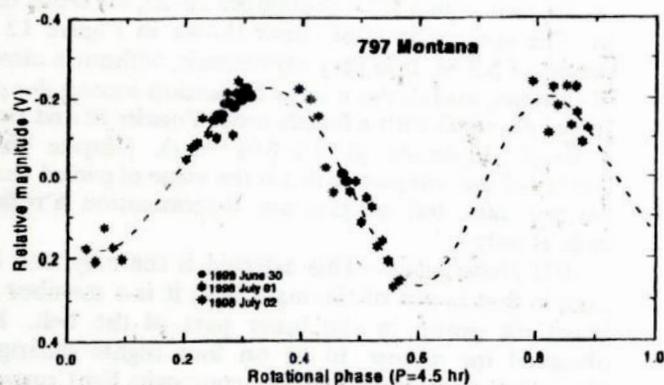


FIG. 6.—Composite light curve of 797 Montana. Zero phase corresponds to UT 1998 July 1.84.

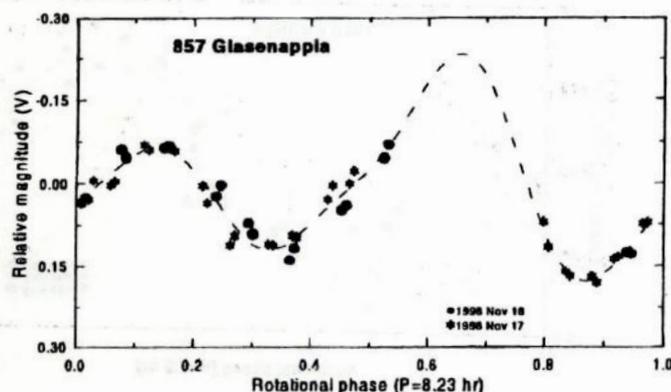


FIG. 7.—Composite light curve of 857 Glasenappia. Zero phase corresponds to UT 1998 November 17.17.

data, $P = 6.79$ hr and $P = 6.93$ hr; the latter has a quite regular and well-covered light curve.

936 Kunigunde.—This Themis-family asteroid (Zappala et al. 1995) was observed during two observing runs in 1998, the first from September 16 to 18, with around 4.5 hr of observations, and the second on October 23–24, with almost 10 hr. A composite light curve was obtained for each observing interval, both fitting a period of 8.80 hr, as can be seen in Figure 8. The composite light curve corresponding to the first run (a) shows some dispersion of the data and is not completely covered. Better coverage of the composite is obtained with the second run data (b), even if with fewer points. The phase angle varies from $8^{\circ}2$ to $7^{\circ}8$ during the observations, but the aspect angle might change even more, because of the variations observed in the light-curve shapes. We also observe an interchange between their maxima and minima. Both light curves are asymmetric and have small amplitudes, 0.32 ± 0.01 and 0.25 ± 0.01 mag for the September and October data sets, respectively.

996 Hilaritas.—We observed this Themis-family asteroid for more than 4 hr on two nights during 1999 April. The composite light curve obtained with a period of 7.20 hr is shown in Figure 9. The data cover only 60% of the rotational phase, so we cannot be sure about the light-curve shape between 0.4 and 0.8 in rotational phase, but the obtained period is the one that best fits the data. The light curve was

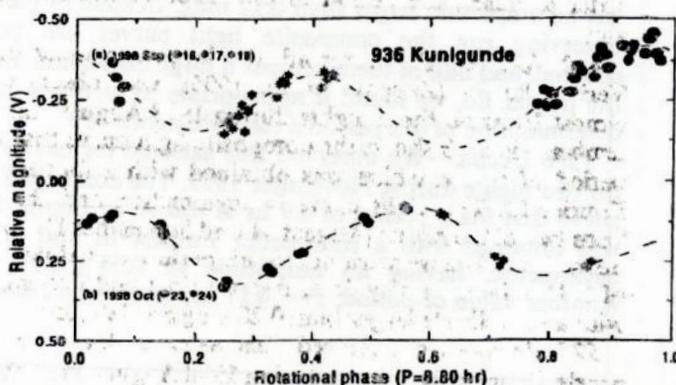


FIG. 8.—Composite light curves of 936 Kunigunde. Magnitude scale is relative; shifts of the light curves are arbitrary. Zero phase of curve (a) corresponds to UT 1998 September 17.42. Zero phase of curve (b) corresponds to UT 1998 October 23.94.

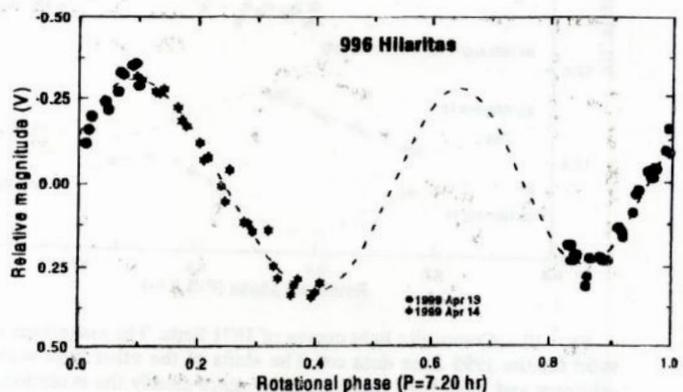


FIG. 9.—Composite light curve of 996 Hilaritas. Zero phase corresponds to UT 1999 April 14.04.

obtained with a third-order Fourier fit, which gives a large amplitude of 0.69 ± 0.03 mag for the light curve.

1071 Brita.—This asteroid has been considered as an asteroid target (in the Phase A study) of the *Rosetta* mission of the ESA for an alternative (nonbaseline) mission to comet P/Wirtanen. Therefore, we observed this object on 10 nights from 1995 June to 1996 August, during four observing runs, obtaining a rotation period of 5.8 hr (Fig. 10). In the first run, Brita was observed for more than 14 hr on three nights from 1995 June 5–17. The composite light curve that fits these data is shown in (a) and was obtained with a third-order Fourier fit. It is very asymmetric, with one maximum much larger than the other. Despite the long observing time, the light curve is not well covered and seems to have an amplitude larger than 0.20 mag. During the second run we observed this asteroid over a period of five nights from 1995 August 12–18. The composite light curve (b), obtained with a fourth-order Fourier fit, is also asymmetric and has an amplitude of 0.38 ± 0.01 mag. In the third run Brita was observed on just one night in 1996 June, for 3.5 hr. The light curve (c) was obtained with a second-order Fourier fit. The data cover only half of the period, giving a very poorly sampled light curve of which the amplitude seems larger than 0.22 mag. In the last observing run, Brita was again observed on only one night, and the light curve shown (d) was obtained with a third-order Fourier fit. This light curve is also very poorly covered, but the data confirm the period obtained with the other data sets. It is quite asymmetric and has an amplitude larger than 0.12 mag. In spite of the long observing run the composite light curves are poorly covered, and half of them present a large dispersion among the points. So, we found it appropriate to attribute to the determination of this period a reliability code of 1.

1276 Uccia.—We observed this asteroid for nearly 6 hr on two nights during November 1999. The composite light curve that fits a period of 4.9 hr is shown in Figure 11. It was obtained with a sixth-order Fourier fit and is very asymmetric, having an amplitude of 0.38 ± 0.01 mag. Another value of period, $P = 6.17$ hr, cannot be ruled out

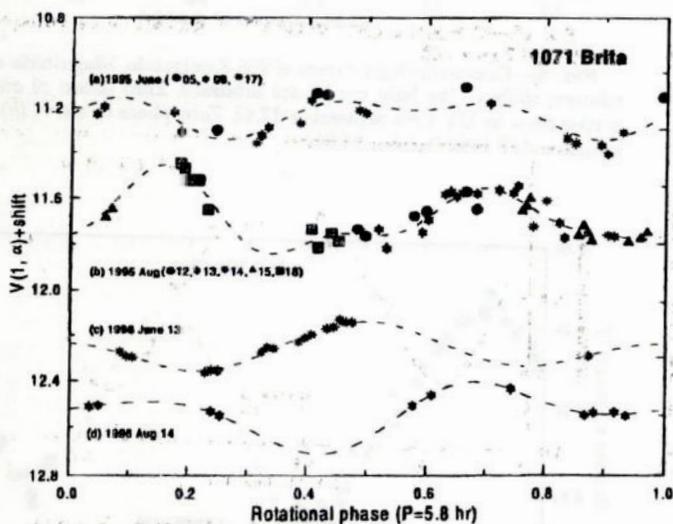


FIG. 10.—Composite light curves of 1071 Brita. The magnitude scale is valid for the 1995 June data set. The shifts of the other light curves are arbitrary and have been made to show more clearly the evolution of the light curve shape. Zero phases of the curves correspond to UT: (a) 1995 June 9.65, (b) 1995 August 14.94, (c) 1996 June 13.81, and (d) 1996 August 14.59.

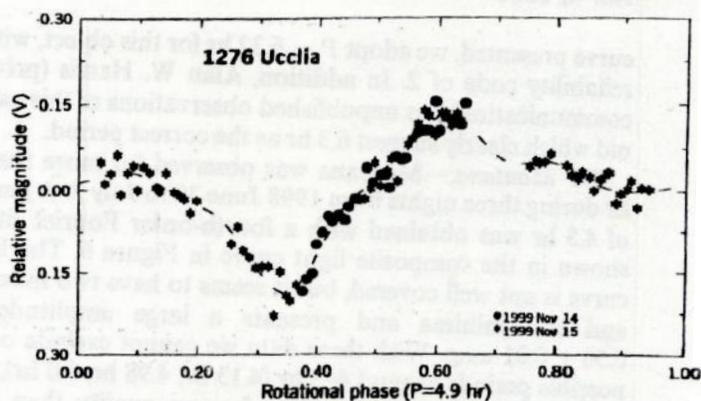


FIG. 11.—Composite light curve of 1276 Uccia. Zero phase corresponds to UT 1999 November 15.46.

with these data, but its composite is even more asymmetric and more poorly covered than that presented here. So, because of this ambiguity in the value of the period, we attribute to our determination a reliability code of 1.

2433 Sootiyo.—From the observations made on one night in 1998 April and two nights in 1998 May, for almost 6 hr, we derived the synodic period of 7.0 hr for this object. The composite light curve that best fits our data, obtained with a fourth-order Fourier fit, is shown in Figure 12. It shows a large dispersion among the points and is very asymmetric, with the primary maximum and minimum larger than the secondary ones. A reliability code of 1 has been attributed to this period.

2703 Rodari.—Observations of this asteroid were made on the four nights 1996 September 20–23, for more than 15 hr. The composite light curve shown in Figure 13 fits a period of 5.5 hr. It is very asymmetric, without a clear pair of extrema, and shows a large dispersion among the points. It was obtained with a fourth-order Fourier fit and presents a small amplitude (0.20 ± 0.01 mag). Despite the bad quality of the composite, this is the value of period that best fits our data, but we give our determination a reliability code of only 1.

3022 Dobermann.—This asteroid is the only one in our sample that is not of the main belt; it is a member of the Hungaria group in the inner part of the belt. It was observed for almost 10 hr on four nights during 1999 November and December. The composite light curve fits a period of 10.49 hr and is shown in Figure 14. It was

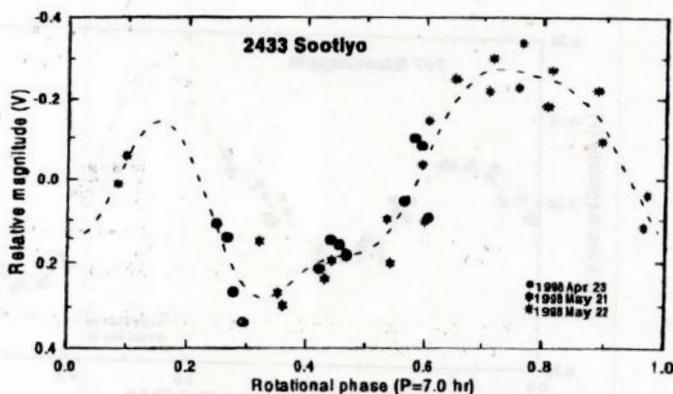


FIG. 12.—Composite light curve of 2433 Sootiyo. Zero phase corresponds to UT 1998 May 12.52.

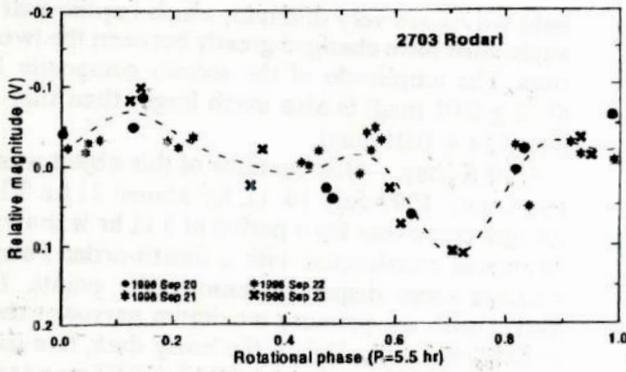


FIG. 13.—Composite light curve of 2703 Rodari. Zero phase corresponds to UT 1996 September 22.17.

obtained with a fifth-order Fourier fit and shows some dispersion among the points. Since the rotation period is not completely covered, we cannot trust the light-curve shape around rotational phase 0.3–0.5. However, the light curve clearly shows two maxima and minima and has a very large amplitude of 1.24 ± 0.05 mag.

3725 Valsecchi.—We observed this asteroid for about 14 hr on the four nights 1996 September 20–23. Figure 15 shows the composite light curve that fits a period of 3.57 hr. It was obtained with a fourth-order Fourier fit and shows some dispersion among the points. Two maxima and minima are clearly present in the composite light curve,

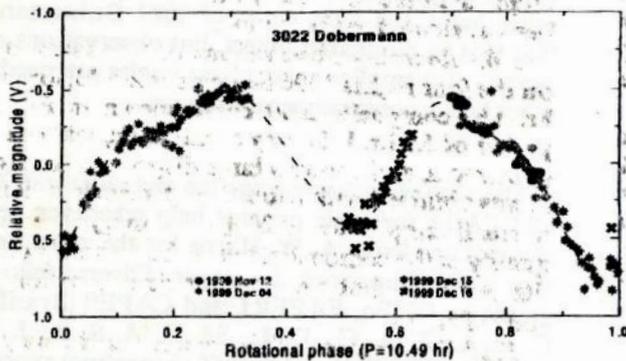


FIG. 14.—Composite light curve of 3022 Dobermann. Zero phase corresponds to UT 1999 December 6.33.

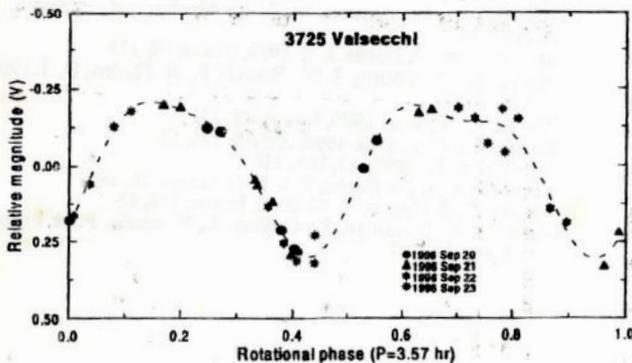


FIG. 15.—Composite light curve of 3725 Valsecchi. Zero phase corresponds to UT 1996 September 22.33.

which is asymmetric and has a large amplitude (0.52 ± 0.01 mag). $P = 3.87$ hr can also fit these data, but the light curve dispersion is higher and the composite is more asymmetric than the one shown here. Therefore, we attribute to the adopted value of the period a reliability code of 2.

4150 Starr.—Observations of this asteroid were made for almost 6 hr on two nights, 1997 April 30 and May 1. The composite light curve, shown in Figure 16, fits a period of 6.8 hr and was obtained with a third-order Fourier fit. It is very asymmetric, the principal maximum being much brighter than the secondary one. Because of the small number of points, it is poorly covered and seems to have an amplitude larger than 0.22 mag.

4191 Assesse.—We observed this Eunomia-family asteroid for about 4 hr on two nights from 1997 April 30 to May 2. The best composite light curve obtained with our data is shown in Figure 17 and provides a period of 5.4 hr. This light curve presents a poor coverage and lacks points around rotational phases 0.8–1.1. The third-order Fourier series that best fits the data gives an indication of a large amplitude, greater than 0.45 mag, for this light curve. We cannot exclude the possibility of fitting these data with other values of period (e.g., 5.7 hr, 6.0 hr, 6.5 hr), but the composite light curves of all these periods are much more asymmetric than that reported here. Hence the adoption of $P = 5.4$ hr for this asteroid, with a reliability code of 1.

5010 Amenemhet.—This asteroid was observed for more than 17 hr on five nights during 1996 September and 1999

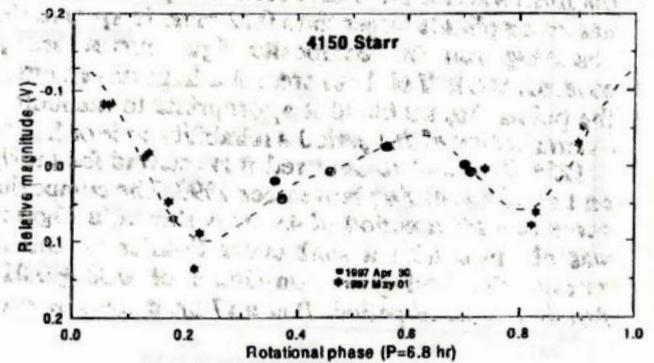


FIG. 16.—Composite light curve of 4150 Starr. Zero phase corresponds to UT 1997 May 1.48.

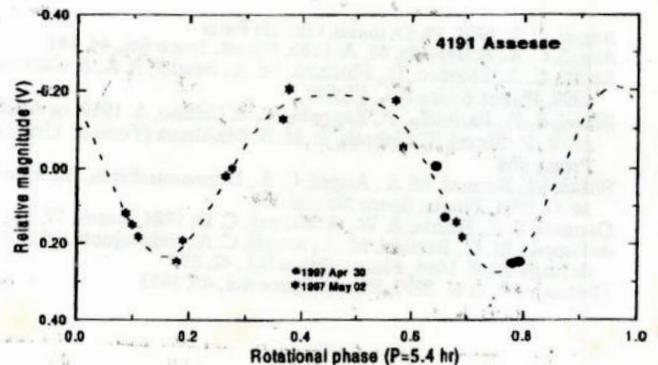


FIG. 17.—Composite light curve of 4191 Assesse. Zero phase corresponds to UT 1997 May 2.12.

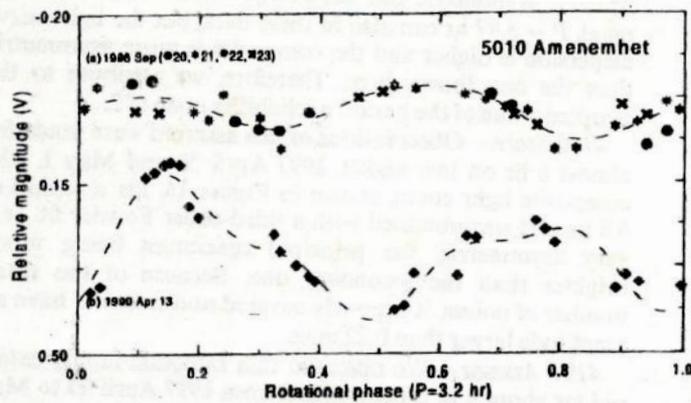


FIG. 18.—Composite light curves of 5010 Amenemhet. Magnitude scale is relative; shifts of the light curves are arbitrary. Zero phase of curve (a) corresponds to UT 1996 September 22.15; zero phase of curve (b) corresponds to UT 1999 April 13.79.

April. In Figure 18 we present the composite light curve obtained with the 1996 data set (a) and the one obtained with the 1999 data set (b), both fitting a period of 3.2 hr. These composite light curves have been constructed with a fourth-order Fourier fit and are quite asymmetric. The phase angle was around 8° and 9° during the 1996 and 1999 observations, respectively. The shapes of the composite

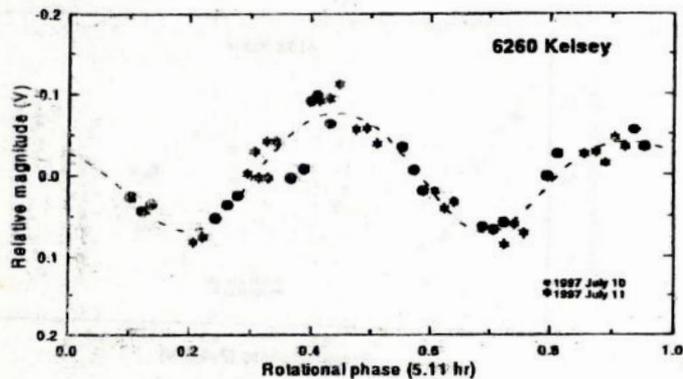


FIG. 19.—Composite light curve of 6260 Kelsey. Zero phase corresponds to UT 1997 July 12.20.

light curves are very different, which implies that the aspect angle must have changed greatly between the two observing runs. The amplitude of the second composite light curve (0.30 ± 0.01 mag) is also much larger than that of the first one (0.14 ± 0.01 mag).

6260 Kelsey.—Observations of this object were made on two nights, 1997 July 10–11, for almost 11 hr. The composite light curve that fits a period of 5.11 hr is shown in Figure 19. It was constructed with a fourth-order Fourier fit and presents some dispersion among the points. It is asymmetric, with the primary maximum narrower than the secondary one, and, despite the noisy data, two maxima and minima with an amplitude of 0.17 ± 0.02 mag are detected.

4. SUMMARY OF RESULTS

We have obtained the synodic rotation periods for 19 asteroids, most of them being main-belt objects of small size, with observations carried out between 1995 and 1999. The detected periods lie between 3.2 and 11.5 hr, with amplitudes ranging from 0.14 to 1.24 mag. It is important to note that no observations of longer period rotators are presented in this work, because the results concerning these objects have been recently published in a separate paper (Angeli et al. 1999). The object with the shortest rotation period, 5010 Amenemhet, also has the smallest amplitude in the composite light curve, which may indicate that the observations were made on near pole-on aspect. On the other hand, the light curve of 3022 Dobermann indicates that it is an elongated object, but observations on different aspects and smaller solar phase angles are needed in order to set better constraints on its shape.

The authors acknowledge the technical staff of the OPD and EABA for their prompt help whenever needed. They also acknowledge A. W. Harris for the constructive review that much improved the paper. Diverse fellowships and grants by CNPq, FAPERJ, and CAPES (Brazil) supported C. A. A., T. A. G., D. L., M. F., A. S. B., J. M. C., and T. M.-D. FOMEC and SeCyT (Argentina) supported R. D. and S. F.

REFERENCES

- Angeli, C. A. 1995, Ph.D. thesis, Obs. de Paris
 Angeli, C. A., & Barucci, M. A. 1996, *Planet. Space Sci.*, 44, 181
 Angeli, C. A., Lazzaro, D., Florczak, M. A., Betzler, A. S., & Carvano, J. M. 1999, *Planet. Space Sci.*, 47, 699
 Binzel, R. P., Farinella, P., Zappalà, V., & Cellino, A. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews (Tucson: Univ. Arizona Press), 416
 Birlan, M., Barucci, M. A., Angeli, C. A., Doressoundiram, A., & de Sanctis, M. C. 1996, *Planet. Space Sci.*, 44, 555
 Dermott, S. F., Harris, A. W., & Murray, C. D. 1984, *Icarus*, 57, 14
 de Sanctis, M. C., Barucci, M. A., Angeli, C. A., Fulchignoni, M., Burchi, R., & Angelini, P. 1994, *Planet. Space Sci.*, 42, 859
 Florczak, M., et al. 1997, *Planet. Space Sci.*, 45, 1423
 Fulchignoni, M., Barucci, M. A., Di Martino, M., & Dotto, E. 1995, *A&A*, 299, 929
 Harris, A. W., & Burns, J. A. 1979, *Icarus*, 40, 115
 Harris, A. W., Young, J. W., Bowell, E., & Tholen, D. J. 1999, *Icarus*, 142, 173
 Harris, A. W., et al. 1989, *Icarus*, 77, 171
 Lagerkvist, C.-I., et al. 1998, *A&AS*, 131, 55
 Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
 McAdoe, D. C., & Burns, J. A. 1973, *Icarus*, 18, 285
 Pravec, P., & Harris, A. W. 2000, *Icarus*, 148, 12
 Zappalà, V., Bendjoya, P., Cellino, A., Farinella, P., & Froeschlé, C. 1995, *Icarus*, 116, 291