

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO  
CENTRO DE CIÊNCIAS MATEMÁTICAS E DA NATUREZA  
OBSERVATÓRIO DO VALONGO  
CURSO DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

Altair Ramos Gomes Júnior

*Astrometria, Efemérides e Ocultações Estelares de Satélites  
Irregulares e Corpos do Sistema Solar Exterior*

Rio de Janeiro  
2018

Altair Ramos Gomes Júnior

*Astrometria, Efemérides e Ocultações Estelares de Satélites  
Irregulares e Corpos do Sistema Solar Exterior*

Tese apresentada ao Curso de Astronomia da UFRJ,  
como requisito parcial para a obtenção do grau de  
DOUTOR em Astronomia.

**Orientador: Marcelo Assafin**  
**Professor Doutor**

Rio de Janeiro  
2018

Gomes Júnior, Altair Ramos

Astrometria, Efemérides e Ocultações Estelares de Satélites Irregulares e Corpos do Sistema Solar Exterior / Altair Ramos Gomes Júnior - 2018

160.p

Astrometria. I.Título.

CDU 521.9

Altair Ramos Gomes Júnior

*Astrometria, Efemérides e Ocultações Estelares de Satélites  
Irregulares e Corpos do Sistema Solar Exterior*

Tese apresentada ao Curso de Astronomia da UFRJ,  
como requisito parcial para a obtenção do grau de  
DOUTOR em Astronomia.

Aprovado em Fevereiro de 2018

**BANCA EXAMINADORA**

---

Marcelo Assafin  
Professor Doutor

---

Ramachrisna Teixeira  
Doutor

---

Francisco José Jablonski  
Doutor

---

Fernando Virgílio Roig  
Doutor

---

Alexandre Humberto Andrei  
Doutor

## Dedicatória

Agradeço primeiramente à minha mãe, Adelma Gomes, e meu pai, Altair Gomes, por todo o apoio emocional e financeiro durante a minha trajetória acadêmica e pelos conselhos nos bons e maus momentos. Ao meu irmão, Aldair Natan, que sempre me incentivou, e por me dar meu primeiro sobrinho.

À minha tia, Maria do Carmo, pelo auxílio dado para minha permanência no Rio de Janeiro ao longo dos últimos 10 anos.

À minha namorada, Carla Szczepaniak, pelo incentivo, compreensão e suporte. Pelas longas conversas por telefone, comemorando minhas conquistas e ouvindo minhas frustrações.

Ao meu orientador, Prof. Marcelo Assafin, pela sua disponibilidade, atenção, paciência e dedicação. E ao Observatório do Valongo por ter permitido que esse Doutorado acontecesse.

Ao grupo de astrometria do Rio, pelas longas discussões que auxiliaram no rumo da minha pesquisa.

Agradeço ao Dr Valéry Lainey, ao grupo de pesquisadores do IMCCE e ao Observatório de Paris por terem me aceitado e dado todo o suporte para desenvolver a minha pesquisa em Paris. E à CAPES por ter aprovado e dado o suporte financeiro para que essa oportunidade se tornasse realidade.

Aos meus amigos e colegas pela troca de experiências, em especial ao Bruno Morgado e ao Sérgio Santos, os quais em diversas vezes me auxiliaram no desenvolvimento do meu trabalho.

## Resumo

O estudo de corpos do Sistema Solar exterior como objetos trans-Netunianos (TNOs), Centauros e Satélites Irregulares (remanescentes relativamente inalterados da formação do Sistema Solar) nos ajudam a compreender a formação e evolução do Sistema Solar. Poucas foram as sondas enviadas para explorar essas regiões e muito do ainda relativamente pouco conhecimento sobre seus constituintes foram adquiridos a partir de observações de solo e de telescópios espaciais. Atualmente, é aceito que TNOs e Centauros tenham sido formados nas partes mais internas do Sistema Solar e que parte dessa população tenha sido capturada pelos planetas gigantes durante a migração planetária, dando origem aos seus satélites irregulares. Resta saber quando e como. Para ajudar a responder essas perguntas é necessário caracterizar seus parâmetros físicos.

Um dos métodos mais robustos para caracterizar tamanho, forma, densidade, atmosfera, anéis, etc, é a ocultação estelar. Este trabalho apresenta a análise de duas ocultações por Ceres, o trabalho de ocultações por TNOs e Centauros desenvolvido pelo nosso grupo em colaboração com pesquisadores internacionais, a astrometria, produção de efemérides e predição de ocultações por satélites irregulares, a primeira ocultação por satélite irregular (Febe) já observada, a astrometria do sistema Netuno-Tritão e os trabalhos de predição da recente e bem sucedida ocultação estelar de Tritão em 05 de Outubro de 2017.

Além disso, durante o doutorado sanduíche no *Observatoire de Paris*, foi desenvolvido, sob a supervisão do Dr. Valéry Lainey, um código independente de integração numérica das órbitas de satélites planetários voltado para geração de efemérides. Esse código permite uma maior independência do grupo, uma vez que atualmente ele só é desenvolvido por grupos americanos e franceses.

Todas as etapas de uma ocultação estelar foram trabalhadas: observação dos objetos, astrometria, modelagem numérica das órbitas, predição de ocultações, atualização de predição, observação de ocultações, análise fotométrica das curvas de luz e ajuste dos instantes de imersão e emersão à forma do objeto, incluindo modelos 3D numéricos disponíveis na literatura. Esse conjunto prepara o terreno para uma grande campanha de ocultações por satélites irregulares de Saturno prevista para 2018 e de Júpiter para 2019-2020, período no qual estes planetas atravessam o plano da Galáxia em sua trajetória aparente no céu.

**Palavras-chave:** Astrometria, Efemérides, Ocultações Estelares, Satélites Irregulares de Júpiter, Satélites Irregulares de Saturno, Ceres, Netuno, Tritão, Centauros, TNOs

## Abstract

The study of outer Solar System bodies like trans-Neptunian objects (TNOs), Centaurs and Irregular Satellites (relatively unaltered remnants from the early Solar System) helps us to understand the formation and evolution of the Solar System. Only a few spacecrafts were sent to explore these regions and much of the still relatively small knowledge about their characteristics were acquired from ground-based observations and from space telescopes. Nowadays, it's accepted that TNOs and Centaurs have been formed at a inner region of the Solar System and that part of this population was captured by the giant planets during the planetary migration, originating their irregular satellites. What is left to know is how and when. In order to help answering these questions it is necessary to characterize their physical parameters.

One of the best techniques to characterize size, shape, density, atmosphere, rings, etc, it is the stellar occultation technique. This work presents the analysis of two stellar occultations by Ceres, the work on stellar occultations by TNOs and Centaurs developed by our group in collaboration with foreign researchers, the astrometry, ephemeris production and stellar occultation prediction by irregular satellites, the first stellar occultation by an irregular satellite (Phoebe) ever observed, the astrometry of the Neptune-Triton system and the prediction work of the recent successfully stellar occultation by Triton at October 05, 2017.

During an 1-year stay at the *Observatoire de Paris* during my PhD, I developed, under the supervision of Dr. Valéry Lainey, an independent code of numerical integration of orbits of planetary satellites intended to ephemeris generation. This code allows our group to be more independent, because nowadays this is developed only by french and american groups.

All of the phases of a stellar occultation were studied: observations of objects, astrometry, numerical modeling of orbits, stellar occultation predictions, prediction updates, observations of occultation, photometric analysis of light curves and fit of the immersion and emersion instants to the shape of objects, including 3D numerical models available in the literature. All these steps prepare us for the big campaign of stellar occultations by irregular satellites of Saturn predicted for 2018 and of Jupiter predicted for 2019-2020, when these planets will cross the apparent Galactic plane on sky.

**Keywords:** Astrometry, Ephemeris, Stellar Occultations, Jovian Irregular Satellites, Saturnian Irregular Satellites, Ceres, Neptune, Triton, Centaurs, TNOs

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>6</b>
<b>2</b>	<b>Astrometria</b>	<b>10</b>
<b>3</b>	<b>Ocultações Estelares</b>	<b>13</b>
<b>4</b>	<b>Centauros e TNOs</b>	<b>16</b>
4.1	Introdução . . . . .	16
4.2	Astrometria . . . . .	16
4.3	Ocultações Estelares . . . . .	18
<b>5</b>	<b>Ceres</b>	<b>21</b>
5.1	Introdução . . . . .	21
5.2	Ocultação de 2010 . . . . .	22
5.3	Ocultação de 2013 . . . . .	25
5.4	A sonda <i>Dawn</i> . . . . .	27
5.5	Discussão . . . . .	28
<b>6</b>	<b>Satélites Irregulares dos planetas gigantes</b>	<b>31</b>
6.1	Introdução . . . . .	31
6.2	Astrometria . . . . .	35
6.3	Predição de ocultações estelares . . . . .	38
6.3.1	Special-Tailored Ephemeris (STE) . . . . .	39
6.3.2	PH15 . . . . .	41
6.3.3	Predição . . . . .	43
6.3.4	Testes . . . . .	45
6.3.5	Discussão . . . . .	46
<b>7</b>	<b>Ocultação Estelar de Febe em 06 de Julho de 2017</b>	<b>49</b>
7.1	Introdução . . . . .	49
7.2	Predição e Observação . . . . .	52
7.3	Redução . . . . .	54
7.4	Resultados . . . . .	55
7.5	Discussão . . . . .	61



<b>8</b>	<b>Integração Numérica das Órbitas. Desenvolvimento do nosso código independente</b>	<b>64</b>
8.1	Introdução . . . . .	64
8.2	Modelo Dinâmico . . . . .	65
8.3	Códigos Fortran . . . . .	66
8.4	Ajuste às Observações . . . . .	69
8.4.1	Equações Variacionais . . . . .	69
8.4.2	Teste de ajuste . . . . .	72
8.5	Aplicação aos Satélites Irregulares . . . . .	74
8.6	Estimativa de Incerteza e Geração de Efemérides . . . . .	77
<b>9</b>	<b>Netuno e Tritão</b>	<b>80</b>
9.1	Introdução . . . . .	80
9.2	Astrometria . . . . .	82
9.2.1	Correção dos Efeitos de Refração Cromática Diferencial . . . . .	85
9.2.2	Resultados . . . . .	96
9.3	Ocultação de 05 de Outubro de 2017 . . . . .	98
9.3.1	Predição . . . . .	98
9.3.2	Observação da Ocultação . . . . .	100
<b>10</b>	<b>Conclusão e Perspectivas</b>	<b>104</b>
<b>A</b>	<b>Artigos de minha autoria</b>	<b>119</b>
<b>B</b>	<b>Artigos de minha co-autoria</b>	<b>145</b>

# 1 Introdução

O estudo de corpos como objetos trans-Neptunianos (TNOs, da sigla em inglês), Centauros e Satélites Irregulares nos ajudam a compreender a formação e evolução do Sistema Solar Exterior. Nesta região distante do Sol, de baixas temperaturas, objetos principalmente de tamanho relativamente pequeno, e mais dispersos no espaço, provavelmente sofreram muito pouca diferenciação, seja por mecanismos internos, seja por choques com outros corpos, comparados a objetos formados mais próximos do Sol.

Por serem corpos asteroidais localizados de forma dispersa além da órbita de Netuno, considera-se que os TNOs guardam estruturas e composições relativamente inalteradas em relação a sua época de formação (Barucci et al., 2008), constituindo-se assim em corpos de prova de grande valor para o estudo da origem do Sistema Solar, ao menos para essa região exterior.

Tirando Plutão, o primeiro TNO foi descoberto há pouco mais de 20 anos (Jewitt and Luu, 1993). Por isso, as propriedades básicas desta população ainda não estão inteiramente estabelecidas, como a distribuição de tamanhos, composição, estruturas internas, distribuição orbital, etc..

Uma população transiente entre TNOs e cometas da família de Júpiter, orbitando em uma região entre Júpiter e Netuno, caracteriza os objetos conhecidos como Centauros. Atualmente, é geralmente aceito que eles compartilham uma origem comum com os objetos do cinturão de Kuiper. Uma vez que Centauros são tipicamente mais brilhantes que TNOs por estarem mais próximos, eles servem como representantes a partir dos quais é possível inferir propriedades mais gerais sobre os objetos mais distantes (Fernández et al., 2002). Dessa forma, a partir daqui, TNOs e Centauros serão tratados indistintamente como uma única população e referida unicamente como "TNOs".

Atualmente, é aceito que TNOs tenham sido formados nas partes mais internas do Sistema Solar. Eles teriam então sido colocados em suas posições atuais devido a troca de momento angular entre os planetas e planetésimos quando da migração dos planetas gigantes. A evolução se deu de tal forma que a passagem dos planetesimais e planetas por zonas de ressonância de movimento médio redefiniu as órbitas desses corpos (Tsiganis et al., 2005).

Muitos dos objetos que pertenciam ao cinturão de Kuiper primordial acabaram sendo enviados pela interação com os planetas gigantes para as partes mais internas do Sistema Solar. Alguns podem ter sido capturados pelos planetas gigantes criando a população de satélites irregulares ou satélites externos (Nesvorný et al., 2007), troianos (Morbidelli et al., 2005) ou até mesmo para o cinturão principal de asteroides como pro-

posto para Ceres por [McKinnon \(2012\)](#). Estudar esses objetos é de grande importância para entender a evolução do Sistema Solar.

Desses objetos, Tritão possui um interesse particular. Ele foi capturado por Netuno ([McKinnon and Kirk, 2007](#)) em uma órbita retrógrada e próxima ao planeta. Sua superfície é deformada com características tectônicas e possivelmente criovulcânicas ([Nimmo and Spencer, 2015](#)) e as propriedades físicas já conhecidas de Tritão mostram uma similaridade com as de Plutão, além de possuir atmosfera.

Poucas sondas espaciais foram enviadas para estudar o Sistema Solar externo e a quantidade de objetos estudados com telescópios espaciais como o Hubble<sup>1</sup> e o Spitzer<sup>2</sup> é relativamente pequena. Por isso, ainda hoje, as observações de solo, geralmente feitas com instrumentos de médio e grande porte, ainda tem se mostrado de grande importância.

Os sistemas de Júpiter e Saturno já foram visitados pelas sondas *Voyager I* e *II*, *Galileu* (Júpiter), *Cassini* (Saturno) e *Juno* (Júpiter), porém apenas a *Juno* está atualmente em atividade após o fim da missão *Cassini* no dia 15 de Setembro de 2017<sup>3</sup>. Todavia, as sondas observaram apenas os planetas, os anéis e satélites mais internos. Os satélites externos ou foram pouco observados (como Febe) ou simplesmente não foram observados.

Já no caso de Urano e Netuno, nenhuma sonda exclusiva foi enviada, apenas a *Voyager II* os visitou, mas não permaneceu nos sistemas. A sonda *New Horizons* foi a primeira sonda a visitar um objeto do cinturão de Kuiper, Plutão, porém foi uma passagem rápida e o acompanhamento da evolução do sistema, incluindo a evolução da atmosfera de Plutão se dará por observações de solo. Por fim, a *New Horizons* ainda visitará um segundo objeto, o TNO 2014MU69, cuja máxima aproximação está prevista para o dia 1<sup>o</sup> de Janeiro de 2019<sup>4</sup>.

A quantidade de objetos descobertos além da órbita de Saturno tem aumentado muito desde o fim do século passado. Como são raras as oportunidades em que uma sonda se aproxima desses objetos, a obtenção de suas características físicas fica a cargo de observações de solo ou de telescópios espaciais.

Um método que tem se mostrado eficiente para a obtenção desses parâmetros é o método de ocultações estelares, que proporciona medidas tão precisas que são apenas superadas por medidas oriundas de sondas. E isso podendo ser feito com instrumentos de tamanho modesto, isto é, com telescópios de diâmetros tão pequenos quanto 30 cm, que podem inclusive ser deslocados para o local da observação. Além disso, as observações feitas com sondas como a *Dawn*, a *New Horizons* e a *Cassini* trazem a oportunidade perfeita para comparar os seus resultados com os obtidos pelas nossas ocultações e calibrar

---

<sup>1</sup>Site do Telescópio Espacial Hubble: <http://hubblesite.org/>

<sup>2</sup>Site do Telescópio Espacial Spitzer: <http://www.spitzer.caltech.edu/>

<sup>3</sup><https://saturn.jpl.nasa.gov/mission/gran-finale/overview/>

<sup>4</sup><https://www.nasa.gov/feature/new-horizons-next-target-just-got-a-lot-more-interesting>

a técnica, de forma que ocultações feitas para outros objetos possam ser refinadas.

O objetivo desse Doutorado foi o de observar objetos do Sistema Solar exterior, fazer astrometria para melhorar suas efemérides de forma que ocultações estelares por esses objetos pudessem ser previstas com precisão, observar as ocultações e obter os parâmetros físicos. Além disso, foi feito um estudo astrométrico do sistema Netuno-Tritão de forma a fornecer material observacional de qualidade, tanto em termos de precisão quanto em termos de cobertura de tempo, tendo em vista a melhoria da órbita e das efemérides de Tritão e, potencialmente, de Netuno. Segundo [Lainey \(2016\)](#), forças de fraca intensidade, como associada aos efeitos de maré, seriam responsáveis por um sinal muito fraco para ser ajustado a partir dos dados astrométricos atuais. Embora pouco provável no cenário atual, uma análise futura de tal material poderá eventualmente auxiliar a evidenciar tais forças.

Assim, além do trabalho rotineiro de estudo de TNOs e Centauros feito pelo grupo, do qual eu participo ativamente, nos propomos a estudar aqui, no contexto observacional acima, alguns objetos que, por hipótese, também podem ser representativos da população original de TNOs, isto é, podem ter uma origem comum aos TNOs que hoje habitam o Cinturão de Kuiper. São eles alguns dos satélites irregulares de planetas gigantes, Ceres e Tritão.

No [Capítulo 2](#) descrevemos a técnica astrométrica usada para ajudar a corrigir as efemérides dos corpos aqui estudados, etapa essencial para melhorar a predição e viabilizar a efetiva observação de ocultações estelares. No [Capítulo 3](#) destacamos a importância da técnica de ocultações estelares e sua capacidade de obter parâmetros físicos dos objetos do Sistema Solar a partir de observações de solo.

No [Capítulo 4](#) são descritos os esforços do grupo do qual participo em obter parâmetros físicos de TNOs. Eles envolvem observações e reduções astrométricas, geração de novas efemérides, observações e reduções de ocultações estelares. Colaborei ativamente em todas essas etapas resultando na participação em diversas publicações.

Nos capítulos [5](#) a [9](#) relatamos os trabalhos exclusiva ou principalmente desenvolvidos por mim envolvendo astrometria, previsões e observações de ocultações estelares de diversos outros objetos do Sistema Solar. No [Capítulo 5](#) são mostrados os resultados de duas ocultações estelares pelo planeta anão Ceres, as quais tive a oportunidade de trabalhar em todo o processo de redução e análise.

Com o sucesso na observação de ocultações estelares por TNOs, decidiu-se aplicar as mesmas técnicas nos satélites irregulares, objetos pouco conhecidos. No [Capítulo 6](#) descrevemos o trabalho feito na predição de ocultações estelares por esses objetos, incluindo análise astrométrica em mais de 20 anos de observações. O resultado desse esforço foi a primeira observação de uma ocultação estelar por satélite irregular, Febe, no dia 06 de Julho de 2017. A análise dessa ocultação está descrita no [Capítulo 7](#).

No [Capítulo 8](#) é descrita a criação de um código numérico voltado para ajuste orbital e geração de efemérides de satélites naturais. Esse código foi desenvolvido durante um Doutorado Sanduíche realizado no *Observatoire de Paris*. Ele nos permitirá ter uma maior independência em uma tarefa que está se tornando cada vez mais crucial na predição de ocultações estelares.

No [Capítulo 9](#) relatamos o trabalho de caráter astrométrico em 25 anos de observações de Netuno e Tritão, incluindo uma análise da predição da ocultação estelar que foi observada de forma bem sucedida em 05 de Outubro de 2017. Por fim, no [Capítulo 10](#) resumimos o que foi desenvolvido e seus resultados e descrevemos o que ainda está para ser desenvolvido no futuro.

No [Apêndice A](#) estão anexados os três artigos publicados resultantes dos trabalhos descritos nesta tese, dos quais sou o primeiro autor. Já o [Apêndice B](#) contém a lista dos artigos que colaborei.

## 2 Astrometria

O tratamento astrométrico das imagens é feito utilizando a Plataforma para Redução Automática de Imagens Astronômicas (PRAIA, [Assafin et al., 2011](#)). As medidas  $(x, y)$  dos objetos na imagem são obtidas através de uma Gaussiana bidimensional simétrica ajustada em uma região circular centrada no objeto e com diâmetro equivalente ao dobro da largura à meia-altura (FWHM, da sigla em inglês). Num raio de 1 FWHM, o perfil da imagem é bem descrito por um perfil gaussiano, livre das distorções de borda que prejudicam a determinação do centro. O PRAIA identifica automaticamente as estrelas de catálogo e determina ascensão reta e declinação  $(\alpha, \delta)$  com um modelo definido pelo usuário que relaciona as medidas  $(x, y)$  da imagem e as coordenadas projetadas no plano do céu  $(X, Y)$ . Os alvos são automaticamente identificados nas reduções, a partir das suas efemérides (JPL<sup>1</sup>, NIMA ([Desmars et al., 2015](#)), etc.) e suas posições, offsets de efeméride e estimativa de incertezas de medida e de posição guardados para análise posterior.

O catálogo *USNO CCD Astrographic Catalogue 4* (UCAC4, [Zacharias et al., 2013](#)) tem sido amplamente utilizado nos últimos anos como representante prático do *International Celestial Reference System* (ICRS). Como será exposto na [Seção 4.2](#), o catálogo WFI foi utilizado para determinados TNOs até 2015. O catálogo Gaia vai permitir uma astrometria de melhor qualidade, porém, sua primeira versão (Gaia-DR1, [Lindgren et al., 2016](#)), lançada em Setembro de 2016, não possui movimentos próprios. Isso impede que reduções de observações feitas longe da época do catálogo (2015.0) tenham a qualidade esperada. Como uma alternativa, o catálogo UCAC5 ([Zacharias et al., 2017](#)) foi lançado com movimentos próprios calculados combinando os catálogos UCAC4 e Gaia-DR1.

Para cada frame, usamos um modelo polinomial que pode ser de grau 1, 2 ou 3 para relacionar as medidas  $(x, y)$  com as coordenadas  $(X, Y)$  do plano tangente. Usualmente, o grau 1 é o suficiente para as observações feitas no OPD.

Para observações feitas no *European Southern Observatory* (ESO), o procedimento astrométrico seguido é o mesmo descrito em [Assafin et al. \(2012\)](#); as medidas  $(x, y)$  dos *Charge-Coupled Devices* (CCDs) individuais são pré-corrigidos por um padrão de distorção de campo e todas as posições vindas de diferentes CCDs e mosaicos são combinadas usando o polinômio de grau três para produzir uma solução global para cada noite e campo observado, e as posições  $(\alpha, \delta)$  são então obtidas no sistema do catálogo utilizado.

Estrelas de referência com resíduos de posição no sentido observado menos calculado (O-C) que desviam mais de  $120 \text{ mas}^2$  (ou valor similar adotado pelo usuário,

<sup>1</sup>JPL HORIZONS Web-Interface: <https://ssd.jpl.nasa.gov/horizons.cgi>

<sup>2</sup>mili-segundos de arco (mili-arcsecond, *mas*, em inglês)

usualmente 3 sigma da incerteza do catálogo) são automaticamente eliminadas uma a uma.

Um fator importante do trabalho está na utilidade estatística de se usar uma base de dados com um número extremamente elevado de observações (imagens). Esta é a maneira pela qual os efeitos atmosféricos de turbulência e extinção são efetivamente alisados e as informações de posição e de brilho são corretamente extraídas das imagens CCD. O tratamento astrométrico e fotométrico do PRAIA é capaz de lidar com uma imensa quantidade de dados de forma rápida, sendo capaz de obter a qualidade necessária para atingir os objetivos científicos dos programas observacionais em tempo recorde de processamento. As implementações incorporadas no software refletem experiência de mais de 20 anos de atuação do autor do código e de seus colaboradores na área da redução astrométrica e fotométrica de imagens astronômicas digitalizadas.

Há ainda o cálculo de magnitudes instrumentais via fotometria de abertura e *Point Spread Function* (PSF), calculando-se o ponto zero em relação ao sistema fotométrico do catálogo de referência, como o UCAC4, UCAC5 ou Gaia-DR1 (o ponto zero pode ser re-definido). A magnitude do fundo de céu também é calculada. A FWHM das estrelas (seeing) é calculada automaticamente, sendo dados valores individuais por estrela, e valores médios, com as respectivas incertezas.

Todas as informações fotométricas e astrométricas da redução, para todos os catálogos, e para cada campo, são guardadas em arquivos de dados. Também são gerados arquivos listando as estatísticas gerais de todos os campos. Os arquivos são de fácil manuseio nas tarefas de análise numérica e gráfica dos resultados. Além das posições obtidas, listam-se os parâmetros Gaussianos dos ajustes de cada estrela, as incertezas de medida em (x,y) e em posição, número de estrelas de referência, movimentos próprios, época da observação, magnitudes 2MASS, UCAC5, Gaia-DR1, magnitudes instrumentais, informações da observação (filtros usados, tempo de exposição, etc). Em particular, são listados em arquivos, separados os dados pertinentes aos alvos identificados nos campos, incluindo-se as diferenças de posição entre os ( $\alpha,\delta$ ) observados reduzidos com UCAC4, UCAC5 e Gaia-DR1 e as coordenadas de referência fornecidas previamente pelo usuário em arquivo (efeméride, catálogo, etc.), chamados de offsets de posição. Um esquema ilustrativo do PRAIA é mostrado na [Figura 2.1](#).

Nos capítulos que se seguem daremos mais pormenores do tratamento astrométrico realizado, caso a caso. No contexto de astrometria, além dos trabalhos desenvolvidos por mim e que serão expostos nas seções 6.2 e 9.2, eu colaborei na publicação de dois artigos.

Em [Camargo et al. \(2015\)](#) foi publicado uma grande quantidade de posições para os principais satélites de Urano, observados no Observatório do Pico dos Dias (OPD). Ao comparar as posições entre os satélites, foi notado que os offsets de efeméride e suas





Figura 2.1: Esquema ilustrativo do pacote PRAIA: a sequência a ser seguida pelo PRAIA está no sentido horário, desde a extração dos dados das imagens, até a identificação dos alvos nos campos CCD e, conseqüentemente, a obtenção de resultados.

dispersões se deviam principalmente a uma incerteza na efeméride do baricentro do sistema de Urano. Isso se deve ao fato de não haver uma sonda orbitando Urano, como havia, até pouco tempo atrás, a *Cassini* em Saturno, e a dificuldade de se obter uma boa astrometria de Urano a partir de observações de solo, uma vez que o planeta é muito brilhante e os satélites muito próximos, obrigando a tomada de poses com curto tempo de exposição gerando imagens onde praticamente não se observa estrelas de referência.

Já em [Morgado et al. \(2016\)](#) uma nova abordagem astrométrica foi desenvolvida. A astrometria tradicional dos Galileanos, satélites de Júpiter, é comprometida por serem objetos muito brilhantes ( $V \sim 5$ ) e muito próximos a um planeta muito mais brilhante. Observações CCD possuem pequeno campo e estrelas de referência são ocasionais. Isso se deve ao curto tempo de exposição necessário para não saturar os satélites e não permitir que a saturação de Júpiter interfira na medida dos outros objetos. Assim, nesse trabalho foi desenvolvida a técnica de Aproximações Mútuas nas quais, para cada evento, apenas dois satélites de interesse precisam realmente ser medidos e para os quais procura-se determinar o instante de máxima aproximação entre suas posições relativas aparentes, para identificar possíveis incertezas nas efemérides. Essa técnica procura complementar a técnica de Fenômenos Mútuos que só podem ser observados nos equinócios de Júpiter, a cada 6 anos ([Dias-Oliveira et al., 2013](#)).

Em ambos os trabalhos, minha colaboração se deu em inúmeras observações no OPD e nas discussões e análise de resultados em reuniões presenciais e trocas de mensagens do grupo.



### 3 Ocultações Estelares

Ocultação estelar é um evento que ocorre quando um objeto do Sistema Solar passa na frente de uma estrela de forma que o brilho da estrela é completamente ou parcialmente bloqueado durante um intervalo de tempo. A variação de brilho da estrela pode ser medida fazendo-se observações com exposições tão curtas quanto possível, pois uma melhor resolução temporal se traduz numa melhor resolução espacial nas medidas, desde que a razão sinal/ruído das observações não seja comprometido. O produto gerado é uma curva de fluxo de luz por tempo. Essa técnica pode ser utilizada para se obter parâmetros físicos dos objetos ocultantes como tamanho, forma, albedo, densidade (se a massa é conhecida), detecção da presença de atmosfera, satélites, anéis, etc (Elliot, 1979).

A [Figura 3.1](#) mostra uma curva de luz esquemática de uma ocultação estelar central por um planeta com atmosfera e anéis. Ao ocultar a estrela, os anéis passarão primeiro. A queda do brilho da estrela e sua duração estarão relacionadas à densidade do anel e tamanho. Ao chegar no corpo principal, caso não possua atmosfera, a queda de brilho será abrupta. Caso possua, a queda de brilho será mais suave devido à refração da luz da estrela na atmosfera dificultando a determinação da superfície do objeto.

A suavidade da curva portanto será determinada pelo gradiente de temperatura, pressão e densidade da atmosfera, presença de nuvens, etc. A luz da estrela nunca será completamente apagada quando ocultada por um objeto com atmosfera devido à refração da luz na atmosfera onde parte dela convergirá na direção do observador. Caso a ocultação seja central para o observador haverá um aumento de brilho no meio do evento ("flash") pois a convergência da luz será máxima. A atmosfera, no caso, agiria como uma lente.

Quando o evento é observado por diversos telescópios espalhados, cada observador verá a ocultação em latitudes diferentes. Essas diversas curvas de luz permitirão reconstruir a forma do objeto, possivelmente identificando estruturas superficiais como montanhas e crateras. Como a estrela está muito distante, podendo ser considerada quase pontual, a sombra do objeto durante a ocultação é tomada como igual ao seu tamanho real. Cabe notar que mesmo com o uso de telescópios de tamanho modesto, de até 30 cm de diâmetro, muitas vezes móveis, e mesmo usando detetores de menor qualidade, ainda é possível obter resultados satisfatórios, dependendo do brilho da estrela e da velocidade da sombra projetada na Terra.

Para se observar esses eventos, portanto, é necessário uma campanha grande com observadores espalhados por várias regiões para cobrir a sombra do objeto. A precisão nas posições da estrela e do objeto são cruciais pois o evento ocorre em instantes específicos

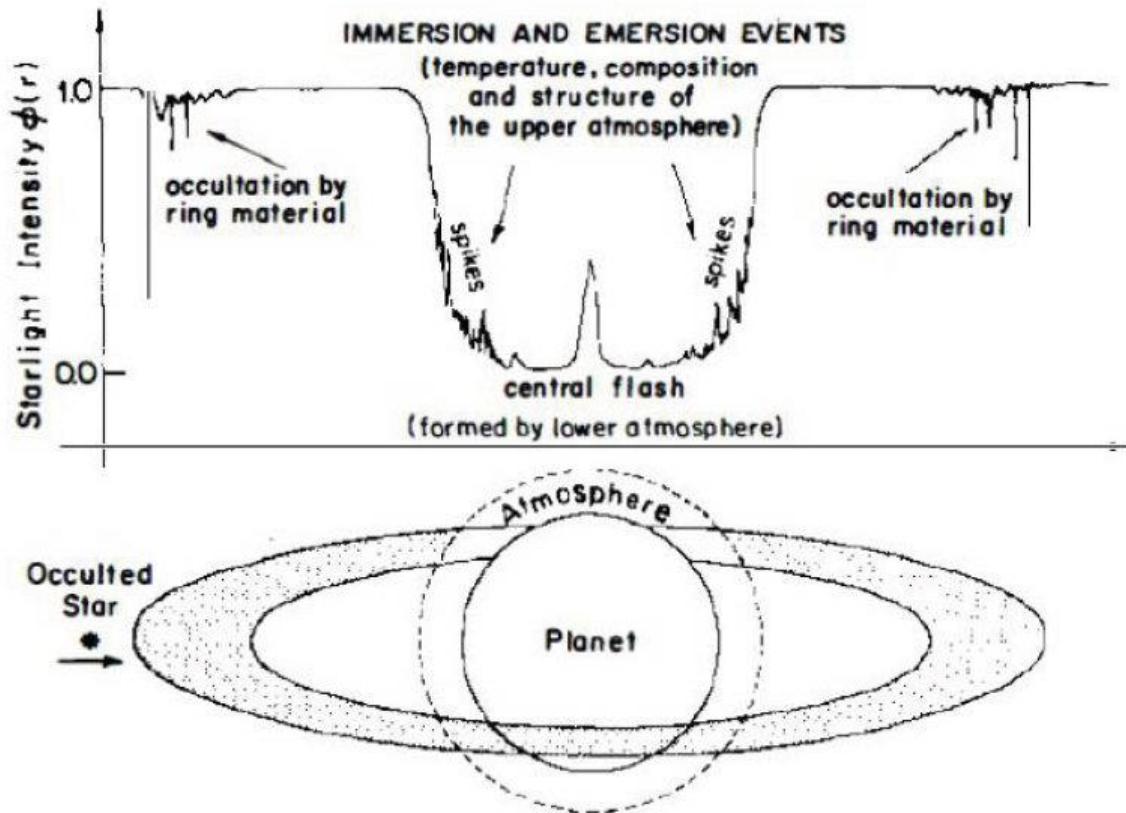


Figura 3.1: Curva de luz esquemática de uma ocultação estelar por um planeta com atmosfera e anéis. Fonte: [Elliot \(1979\)](#)

e passará por regiões específicas da Terra alheias à escolha do observador.

As curvas de luz são geradas a partir das observações seguindo a técnica da fotometria diferencial. Em nosso trabalho usamos as tasks de fotometria diferencial do pacote PRAIA. As imagens são previamente corrigidas de "bias" e "flatfield". Os alvos e objetos de calibração são marcados em uma imagem de referência (normalmente a primeira da série) e depois automaticamente identificados no resto da sequência. Técnicas de cálculo do fundo de céu são empregadas, envolvendo a análise de quartis da distribuição de contagens dos pixels em ordem crescente, e o fluxo dos objetos e do alvo são calculados. Diversas aberturas são testadas até que a menor dispersão seja obtida para a curva (melhor relação sinal-ruído). Ao final, obtêm-se as razões de fluxo alvo/calibrador(es), sinal-ruído, incertezas da razão de fluxo, entre outras informações. O instante de tempo a cada ponto da curva também é registrado.

Em nossos modelos, quando os objetos não possuem atmosfera, caso dos objetos tratados nesta tese, os instantes de imersão e emersão das curvas de luz são obtidos de cada curva de luz ajustando-se um modelo de poço quadrado levando em consideração a difração de Fresnel, a banda do CCD, o diâmetro aparente da estrela e o tempo de exposição utilizado (ver [Widemann et al., 2009](#), [Braga-Ribas et al., 2013](#)). Na presença

de atmosfera, técnicas de "ray-tracing" são utilizadas para ajustar a altura e perfis de densidade/temperatura a partir da curva de luz obtida. Maiores detalhes desta técnica são dadas em [Dias-Oliveira et al. \(2015\)](#) e referências.

O ajuste dos dados da ocultação consiste em minimizar uma função  $\chi^2$  clássica para cada curva de luz, como descrito em [Sicardy et al. \(2011\)](#) e [Braga-Ribas et al. \(2013\)](#). Os parâmetros livres para ajustar são os instantes de imersão e emersão que fornecem o valor mínimo de  $\chi^2$  ( $\chi_{min}^2$ ). Cada combinação de posição do sítio, instantes de ingresso e egresso, junto com as coordenadas da estrela e as efemérides do objeto, correspondem a um ponto no plano do céu. A coleção de todos esses pontos determina o limbo aparente do objeto.

O melhor ajuste de forma do objeto é obtido minimizando uma função de  $\chi_r^2$  reduzido, onde definimos o número de graus de liberdade do problema como  $\mathcal{N} \equiv N - M$ , sendo  $N$  o número de pontos de contato e  $M$  o número de parâmetros que definem a forma do objeto. Todos os procedimentos que permitem a determinação das barras de erro dos parâmetros físicos podem ser encontradas em [Braga-Ribas et al. \(2013\)](#).

Além disso, ao ajustar as cordas à forma do objeto é possível obter uma correção para a efeméride em relação à posição da estrela da ordem de poucos quilômetros, equivalente a poucos milissegundos de arco no plano do céu. A incerteza da posição astrométrica obtida a partir de uma ocultação é a combinação da incerteza na posição da estrela e da incerteza do ajuste de forma.

Nos capítulos 5 e 7, onde tratamos das ocultações de Ceres e Febe, respectivamente, detalhamos os procedimentos da análise da curva para obtenção dos instantes de imersão e emersão, para o cálculo da dimensão e forma do alvo, no caso de ausência de atmosfera.

Dentro do contexto explicitado no [Capítulo 1](#), os TNOs são os objetos mais significantes por possivelmente serem a fonte de outras populações do Sistema Solar, como por exemplo Centauros ([Fernández et al., 2002](#)), Satélites Irregulares ([Nesvorný et al., 2007](#)) e Troianos ([Morbidelli et al., 2005](#)). Também existe a possibilidade de que Ceres tenha uma origem como TNO ([McKinnon, 2012](#)), assim como Tritão ([Agnor and Hamilton, 2006](#)). Todos estes objetos foram alvo de estudos astrométricos, de cálculo de efemérides e de predição, observação e análise de ocultações estelares. Esses estudos levados a cabo por mim constituem o âmago desta tese e estão detalhados nos próximos capítulos.

## 4 Centauros e TNOs

### 4.1 Introdução

Pouco se conhece sobre Centauros e TNOs, pois nunca foram visitados por sondas (com exceção de Plutão) e a grande maioria das observações são de origem fotométrica usual (magnitudes, cores) ou, em menor parte, espectroscópica, ou em menor número ainda por telescópios espaciais. Plutão foi o primeiro objeto da classe a ser visitado por uma sonda, a *New Horizons*, em 2015 (Stern et al., 2015). O próximo alvo da *New Horizons* será o TNO 2014MU69 previsto para início de 2019<sup>1</sup>.

Estimar parâmetros físicos para esses objetos é um desafio, porém essencial para acessar a massa atual e composição (material) da população e recuperar sua história evolutiva. É possível obter seus tamanhos através de modelos, por exemplo combinando o brilho no visível e emissão térmica obtida em infra-vermelho. Todavia as incertezas obtidas são piores que 10 % (Camargo et al., 2013).

Para obter parâmetros como tamanho, albedo, densidade, etc, de forma muito mais precisa e acurada, sem a necessidade de se adotar modelos, utilizamos a técnica de ocultações estelares. Até 2009, quando foi observada uma ocultação de 2002TX300 (Elliot et al., 2010), Plutão e Caronte eram os únicos TNOs com ocultações observadas. Até hoje, cerca de duas dezenas de TNOs e Centauros tiveram ocultações observadas, alguns com apenas uma corda, como Varuna, o que permite (do ponto de vista físico) apenas determinar um tamanho mínimo para o objeto.

Com o objetivo de prever e observar ocultações estelares por TNOs, o nosso grupo conta com colaboração de pesquisadores nacionais e internacionais, profissionais e amadores. Utilizamos telescópios de pequeno e grande porte e câmera rápida para observar eventos que proporcionaram grandes descobertas, como por exemplo as descobertas do sistema de anéis ao redor do Centauro Chariklo (Braga-Ribas et al., 2014) e do sistema de anéis ao redor do Planeta Anão Haumea (Ortiz et al., 2017).

### 4.2 Astrometria

Observar uma ocultação exige um grande trabalho de predição de quando e, principalmente, onde na Terra o evento poderá ser observado. Os TNOs estão muito distantes significando que somente sem grandes incertezas nas suas efemérides e na posição da estrela o local por onde a sombra irá passar pode ser razoavelmente estimado. Prefe-

---

<sup>1</sup><https://www.nasa.gov/feature/new-horizons-next-target-just-got-a-lot-more-interesting>

encialmente, essa incerteza tem que ser menor que o tamanho angular do objeto no plano do céu. Por exemplo, Plutão tem um raio de  $1190 \pm 5$  km (Dias-Oliveira et al., 2015) que a uma distância de aproximadamente 32 UA representa um diâmetro angular de 102 *mas*. Para a maioria dos objetos selecionados, menores que Plutão e/ou mais distantes, seus tamanhos angulares são menores que 50 *mas*.

Da mesma forma, estando muito distantes, eles se movem relativamente devagar no céu ocultando relativamente poucas estrelas por ano. Porém, sendo menos brilhantes (Mag  $V > 18$ ) é possível observar ocultações de estrelas mais fracas (estrelas até Mag  $R = 17$ ), onde a queda de brilho da estrela durante a ocultação poderá ser detectada e, mesmo com baixo sinal-ruído (ex: 5 a 10), o tamanho do corpo pode ser calculado com precisão de pelo menos 10 a 20 km, melhorando à medida em que sejam menores a velocidade da sombra (a velocidade típica para um corpo em oposição a 30 UA é de 20 km/s) e a cadência de observações.

Para identificar candidatas a ocultações estelares foi realizada uma campanha observacional no ESO para observar as trajetórias aparentes dos TNOs entre 2009 e 2015. As observações foram feitas com o telescópio de 2.2 m Max-Planck (código IAU 809,  $70^\circ 44' 1''5$  W,  $29^\circ 15' 31''8$  S, 2345.4 m)<sup>2</sup> e o detector mosaico Wide Field Imager (WFI). Foram medidas estrelas até magnitude  $R=21$ , com nível de completeza em  $R=19$ . As precisões foram menores que 20 *mas* até  $R=20$  (Assafin et al., 2012).

Assim, foram identificadas estrelas que não estão no UCAC4, catálogo comumente utilizado como referência astrométrica, bem como estrelas que estão em algum outro catálogo mas não tem posições ou movimentos próprios com precisão suficiente. Tanto os catálogos de estrelas quanto as estrelas candidatas a ocultação foram publicados (Assafin et al., 2010, 2012, Camargo et al., 2013). Esses catálogos foram utilizados em muitos trabalhos como representante prático do ICRS no tratamento astrométrico e o conjunto é denominado catálogo WFI.

Não somente as posições das estrelas precisavam ser atualizadas, mas também as posições dos TNOs. Portanto os TNOs também são observados tanto no ESO quanto no Observatório do Pico dos Dias (OPD, LNA/MCTI, Itajuba, MG., código IAU 874,  $45^\circ 34' 57''$  W,  $22^\circ 32' 04''$  S, 1864 m). Particularmente, participei de diversas missões observacionais no OPD observando TNOs e estrelas de ocultação.

A princípio as previsões das ocultações eram atualizadas utilizando o método de offsets. Essa técnica consiste em se observar o objeto e a estrela e calcular offsets em relação à efeméride e à posição nominal de catálogo, respectivamente. Considerando que esse offset se mantém constante entre as épocas da observação e ocultação, o offset é adicionado à efeméride e à posição nominal da estrela no instante da ocultação. Para uma melhor determinação, a observação deve ser feita poucos dias antes da ocultação.

<sup>2</sup>Website: [www.eso.org/sci/facilities/lasilla/telescopes/national/2p2.html](http://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/telescopes/national/2p2.html)

Eu participei de várias missões observacionais para observar estrelas e TNOs, além das reduções astrométricas para determinação dos offsets.

Posteriormente, com a colaboração do Dr. Josselin Desmars, integrações numéricas das órbitas dos TNOs foram realizadas desenvolvendo-se uma ferramenta denominada *Numerical Integration of the Motion of an Asteroid* (NIMA, [Desmars et al., 2015](#)), do qual participei. Nesse trabalho, posições obtidas de ocultações já realizadas tem um peso muito maior que as restantes, diferentemente do que é feito pelo grupo do *Jet Propulsion Laboratory* (JPL/NASA). Da mesma forma, noites em que houveram um número maior de observações que as restantes terão um peso moderado já que se fosse utilizado um peso individual, o peso final de uma noite poderia estar superestimado levando a um erro na integração. Neste trabalho contribuí com observações e reduções astrométricas de imagens de TNOs feitas no OPD. Atualmente, as órbitas dos TNOs são atualizadas conforme novas observações são feitas.

### 4.3 Ocultações Estelares

Com o objetivo de obter os parâmetros físicos desses objetos, para melhor caracterizar as propriedades básicas dessas populações, grandes campanhas observacionais são realizadas para se observar ocultações estelares por TNOs e Centauros. Essas campanhas são lideradas por pesquisadores brasileiros, franceses e espanhóis e têm colaborações com observadores espalhados por todo o mundo, profissionais e amadores.

Os objetos foram basicamente selecionados de acordo com o grau de interesse científico (representar uma classe de TNO, ser um objeto peculiar, etc), tamanho (quanto maior, mais chances de observar a ocultação) e região do céu (quanto mais estrelas na trajetória aparente do objeto, maior a probabilidade de ocultar estrelas mais brilhantes, permitindo curvas de luz de melhor resolução espacial).

Vários objetos já foram observados pelo grupo, sendo que o Sistema Plutão-Caronte conta com várias ocultações observadas, além de um trabalho astrométrico minucioso baseado em 19 anos de observações no OPD, mais observações no ESO ([Benedetti-Rossi et al., 2014](#)). Participei ajudando a melhorar as previsões com observações astrométricas de estrelas-alvo e de TNOs e Centauros, observando efetivamente ocultações estelares, bem como reduzindo curvas de luz. Assim, colaborei em 10 artigos sobre ocultações de TNOs e Centauros, alguns deles publicados em periódicos de impacto, como o *Astrophysical Journal* e a *Nature*.

O primeiro foi sobre a ocultação de Eris ([Sicardy et al., 2011](#)). Identificamos, a partir de uma ocultação de 06 de Novembro de 2010, que Eris é um planeta anão menor do que se esperava. Devido a seu brilho e distância acreditava-se que ele fosse muito maior, mas na verdade ele tem um albedo geométrico no visível de  $p_v = 0.96_{-0.04}^{+0.09}$  e seu



tamanho é de  $1163 \pm 6$  km, muito próximo ao tamanho de Plutão. O alto albedo de Eris pode ser relacionado à presença de uma atmosfera colapsada devido ao fato dele estar se aproximando de seu afélio. Eu participei predição e da observação da ocultação no OPD.

Participei em mais três artigos sobre o Centauro Chariklo. Em [Braga-Ribas et al. \(2014\)](#) observamos uma ocultação de Chariklo que ocorreu dia 03 de Junho de 2013. O ocultação revelou que o objeto possui um sistema de anéis nunca visto antes em um objeto tão pequeno. Até o momento, conhecia-se apenas anéis em torno dos planetas gigantes. Essa descoberta levanta muitas questões sobre formação, estabilidade e tempo de vida de anéis e nos leva a crer que pode haver mais objetos com anéis no Sistema Solar, ao menos nessa região. Além de observações do objeto e da estrela para atualização da predição, eu participei da observação no OPD, onde, infelizmente, o tempo impediu.

Em 29 de Abril de 2014, uma ocultação de Chariklo foi observada na África. Eu trabalhei com a redução de três curvas de luz (Gifberb, SAAO e Springbok). Um fato interessante dessa ocultação foi que a estrela era uma binária não catalogada. Como a segunda estrela era bem mais fraca, acreditava-se que a queda de magnitude causada por ela poderia ser algum material próximo à Chariklo. Essa ocultação foi importante para obter com total certeza a direção do polo de Chariklo. Além disso, as câmeras utilizadas eram de alta qualidade possibilitando concluir que pelo menos um dos anéis é opaco. Uma das cordas, fortuitamente, passou contígua aos anéis, permitindo a observação apenas o anel externo.

[Leiva et al. \(2017\)](#) combinam resultados de 5 ocultações por Chariklo observadas até 2016 e curvas de luz de rotação para determinar a forma e o tamanho do objeto com maior precisão. Vários modelos de forma foram utilizados, como formato esférico, de Maclaurin, Jacobi e Elipsoidal. Uma melhor determinação da forma e tamanho de Chariklo ajudará no estudo da dinâmica de seus anéis. Essas ocultações incluem a publicada em [Braga-Ribas et al. \(2014\)](#) e a ocultação de 29 de Abril de 2014.

Já [Bérard et al. \(2017\)](#) utilizaram 12 ocultações de Chariklo, incluindo as duas da qual colaborei, para caracterizar o sistema de anéis. Algumas dessas ocultações só tiveram observações dos anéis e não do corpo principal. Foi identificado, por exemplo, uma variação de  $\sim 2.5$  km na largura do anel principal (C1R) em função da longitude.

Outro objeto bastante observado é Plutão. Sua importância maior se deve à presença de atmosfera e a chegada da sonda *New Horizons*. São poucos os objetos conhecidos no Sistema Solar que possuem atmosfera, sendo Plutão o mais distante do Sol. Estudá-lo é importante para entender condições de estabilidade de uma atmosfera em um objeto tão distante. Modelos anteriores previam um colapso de sua atmosfera devido a Plutão receber três vezes menos luz do Sol no afélio que em seu periélio. Porém, em [Olkin et al. \(2015\)](#) foi determinado a partir de observações de ocultações por Plutão que a atmosfera do objeto não colapsa durante os 248 anos de sua órbita, como acontece com

Eris. Uma das ocultações utilizadas no trabalho foi a de 04 de Maio de 2013, a qual eu observei no OPD.

[Dias-Oliveira et al. \(2015\)](#), também a partir de ocultações de Plutão, incluindo a ocultação de 04 de Maio de 2013, utilizaram modelos para obter os perfis de temperatura, pressão e densidade da atmosfera do objeto. Os modelos ajustam perfeitamente os perfis de temperatura para as duas ocultações utilizadas assumindo uma atmosfera esfericamente simétrica. Foram usadas as curvas de luz de melhor resolução até hoje obtidas para Plutão, sendo a melhor obtida em Paranal em 18 de Julho de 2012, usando a câmera NAOS-CONICA (NACO) ligada ao 8.2-m “Yepun” Very Large Telescope (VLT) do ESO a uma taxa de 5 frames por segundo na banda H. Por fim, determinou-se que a pressão da atmosfera aumentou cerca de 6% entre 2012 e 2013 significando que a atmosfera de Plutão ainda estava se expandindo e confirmando o trabalho de [Olkin et al. \(2015\)](#).

No dia 29 de Junho de 2015 houve uma ocultação de Plutão de máxima importância. Foi a última antes da chegada da sonda *New Horizons* no sistema e foi observada na Austrália. Observada a ocultação, os modelos de perfil de atmosfera para Plutão foram publicados em [Sicardy et al. \(2016\)](#) para que fossem comparados aos dados da *New Horizons*.

A primeira ocultação pelo TNO 2007UK126 foi observada por sete telescópios nos Estados Unidos em 15 de Novembro de 2014. Os resultados (raio, achatamento e albedo) foram publicados em [Benedetti-Rossi et al. \(2016\)](#). Eu contribuí na predição dessa ocultação e no processo de redução das observações.

O Plutino 2003AZ84 teve ocultações observadas em 03 de Fevereiro de 2012 e 15 de Novembro de 2014. Os resultados, publicados em [Dias-Oliveira et al. \(2017\)](#) mostraram a detecção de uma fenda na superfície do objeto. Contribuí na atualização das previsões das ocultações.

Por fim, mais recentemente, uma ocultação pelo planeta-anão Haumea detectou um sistema de anéis ao redor do objeto ([Ortiz et al., 2017](#)). Esse é o segundo sistema de anéis já detectados, além dos planetas gigantes, considerando que o anel no satélite Chiron ainda não foi confirmado ([Ruprecht et al., 2015](#)). Haumea mostra que anéis podem ser mais comuns do que se imaginava. Minha principal contribuição foi na predição da ocultação.

Outro evento que observei foi uma ocultação do TNO 2003VS2 dia 07 de Novembro de 2014 no OPD. As variações do céu não permitiram uma boa observação de forma que a curva de luz ficou muito ruidosa, mas boa o suficiente próximo ao instante do evento. Um trabalho foi feito para identificar alguma ocultação mas nada pôde ser extraído. Nesse evento foram obtidas 3 cordas positivas e 7 negativas. A redução preliminar revelou que 2003VS2 possui um corpo levemente alongado com aproximadamente 600 km de diâmetro. O trabalho ainda está em análise.



## 5 Ceres

### 5.1 Introdução

Ceres é o único planeta-anão no Sistema Solar interno e, por isso, é um objeto de grande importância e seu estudo pode ter grande impacto no entendimento da formação e evolução do Sistema Solar. Apesar de Ceres não se encontrar atualmente no Sistema Solar exterior, foi proposto por [McKinnon \(2012\)](#) que ele pode ter se formado junto a parte da população original de objetos trans-Netunianos que foi espalhada para o Cinturão Principal de asteroides devido à migração dos planetas gigantes prevista pelo Modelo de Nice ([Gomes et al., 2005](#)).

Entretanto, [Vokrouhlický et al. \(2016\)](#) acreditam que a probabilidade de um objeto do tamanho de Ceres ser capturado a partir de uma órbita trans-Neptuniana, e ainda cruzar a ressonância 5/2 com Júpiter, é muito baixa no cenário do Modelo de Nice. Porém, é possível que ele tenha sido capturado muito cedo na Evolução do Sistema Solar através de caminhos dinâmicos distintos. Mesmo que ele tenha sido formado próximo à sua localização atual, a história dinâmica do Sistema Solar deve ter deixado sua assinatura em Ceres.

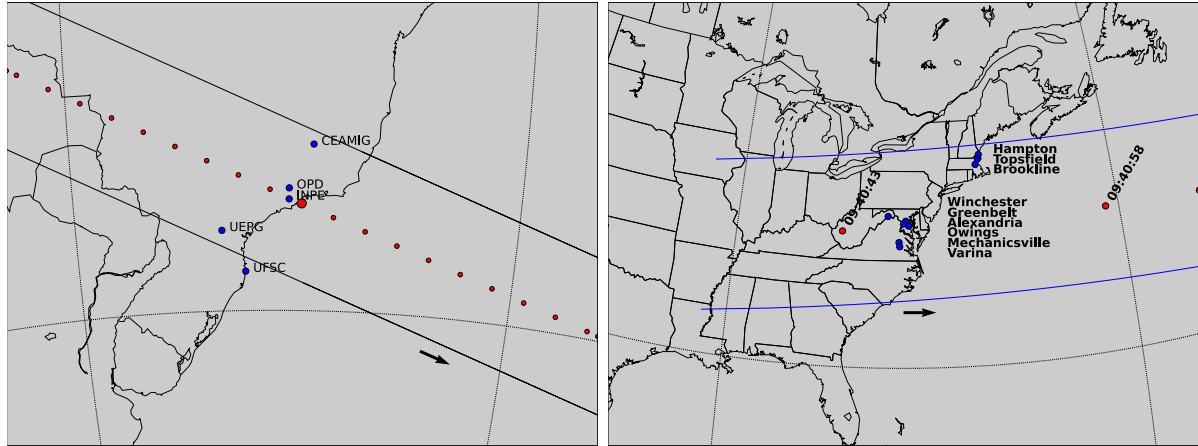
Contendo aproximadamente um quinto de toda a massa do cinturão de asteroides, espera-se que Ceres esteja em equilíbrio gravitacional e seja, portanto, um elipsoide Maclaurin ou Jacobi. De fato, observações diretas de Ceres com a utilização de ótica adaptativa indicam que ele é um esferoide achatado nos polos ([Drummond et al., 2014](#)). O conhecimento preciso de seu tamanho e forma é de extrema importância para modelos de densidade, estrutura interna e diferenciação.

A primeira ocultação estelar por Ceres foi observada em 1984 ([Millis et al., 1987](#)) e determinou seu tamanho com precisão de alguns quilômetros em uma época em que as incertezas eram, normalmente, dez vezes maiores. Devido ao brilho aparente de Ceres ser alto, comparado à maioria dos asteroides, estrelas capazes de causar uma queda de magnitude detectável quando ocultadas são limitadas às mais brilhantes. Por exemplo, depois do evento de 1984, apenas 4 ocultações estelares por Ceres foram observadas ([Dunham et al., 2014](#)). Duas delas tiveram apenas duas cordas cada que não foram suficientes para prover resultados acurados<sup>1</sup>. Os dois restantes, que ocorreram em 17 de Agosto de 2010 e 25 de Outubro de 2013, foram trabalhos por mim em colaboração com o grupo do Rio ([Gomes-Júnior et al., 2015b](#)).

---

<sup>1</sup>Esses eventos ocorreram em 22 de Agosto de 1994 e 30 de Outubro de 2010.

Os dois eventos foram previstos por Steve Preston<sup>2</sup> para a IOTA (International Occultation Timing Association), durante previsões de rotina de ocultações de estrelas brilhantes por asteroides. As trajetórias das sombras podem ser visualizados na Figura 5.1.



(a) Ocultação de 2010

(b) Ocultação de 2013

Figura 5.1: Reconstrução pós-ocultação da trajetória da sombra de Ceres na Terra para os eventos de 17 de Agosto de 2010 (a) e 25 de Outubro de 2013 (b). Os pontos em azul são os sítios que observaram os eventos. a) O ponto grande vermelho é a máxima aproximação geocêntrica às 22:40:25 UT. Os pequenos representam o centro da sombra separados por um minuto. b) Visão superior da ocultação sobre os sítios que observaram o evento de 25 de Outubro de 2013. Os pontos vermelhos são os centros da sombra separados por 15 segundos. Nos dois eventos a sombra se move da esquerda para a direita.

## 5.2 Ocultação de 2010

Em 17 de Agosto de 2010 Ceres ocultou a estrela TYC 6833-163-1 (UCAC4 313-111823), cuja magnitude é  $V = 11.55$  e tem posição no ICRS para a data do evento baseada no catálogo UCAC4 (Zacharias et al., 2013):

$$\begin{cases} \alpha = 17^h 18^m 29^s.0085 \\ \delta = -27^\circ 26' 38''.867 \end{cases} \quad (5.1)$$

O evento foi observado no Brasil a partir de cinco diferentes sítios (ver Figura 5.1(a)). Destes, 4 obtiveram cordas positivas enquanto UFSC teve uma corda negativa. Das positivas, a observação proveniente do INPE iniciou-se após o início do evento devido a dificuldades técnicas e, portanto, apenas a emersão da curva de luz foi detectada.

Uma das características mais importantes desse evento foi a velocidade com que ocorreu (apenas  $3.9 \text{ km.s}^{-1}$ ) acarretando que mesmo exposições de poucos segundos

<sup>2</sup>Predições publicadas em <http://asteroidoccultation.com>.

representariam resoluções espaciais de alta precisão, da ordem de 10 km para cada curva individualmente.

Todas as observações foram feitas com a utilização de CCDs. As curvas de luz de cada observação foram obtidas das imagens FITS com a utilização do pacote PRAIA (Assafin et al., 2011). As curvas foram primeiramente normalizadas para o fluxo da estrela e Ceres somados, uma vez que eles estavam indistinguíveis logo antes e depois da ocultação. Em seguida, para remover variação de fluxo de longo período, elas foram normalizadas segundo um ajuste de uma curva polinomial (de primeira ou segunda ordem) fora da queda de fluxo, assim fixando em 1 a razão de fluxo fora da ocultação.

O menor tempo de integração usado nas observações positivas foi de 1.0 s, que corresponde a aproximadamente 3.9 km no plano do céu. Portanto, a incerteza na determinação dos instantes de ingresso e egresso é dominado principalmente pelo tempo de integração, não pela difração de Fresnel ou diâmetro da estrela, ambos da ordem de algumas centenas de metros para esse evento.

A metodologia usada para analisar o perfil de Ceres a partir das observações é a mesma descrita em Sicardy et al. (2011) e Braga-Ribas et al. (2013) e no Capítulo 3. O melhor ajuste das curvas de luz para a ocultação de 2010 está mostrado na Figura 5.2(a).

Adotamos um modelo elíptico para o perfil do limbo, resultante da projeção de um esferoide com achatamento nos polos no plano do céu. Essa escolha é suportada pelo trabalho de Drummond et al. (2014), por meio de imagem direta de Ceres. Dessa forma, nós temos  $N = 7$  extremidades das cordas para ajustar  $M = 5$  parâmetros que definem uma elipse: semi-eixo maior e semi-eixo menor aparentes ( $a'$  and  $b'$ , respectivamente), ângulo de posição  $P$  do seu semi-eixo maior e as posição ( $f_c, g_c$ ) do seu centro com respeito à estrela ocultada. O semi-eixo maior  $a'$  é equivalente ao raio equatorial  $R_{equa}$  do elipsoide.

As coordenadas  $f_c$  e  $g_c$ , em quilômetros, foram calculadas usando a efeméride de Ceres JPL#33 (Giorgini et al., 1996) e a posição da estrela ocultada. Elas são positivas na direção Leste e Norte celestes, respectivamente. O ângulo de posição  $P$  é contado positivamente a partir do norte celeste local em direção ao leste celeste. O achatamento aparente pode ser definido por  $\epsilon' = 1 - (b'/a')$ .

Duas possíveis soluções foram consideradas para o ajuste do limbo. A primeira, que chamamos de solução nominal, consiste em determinar os cinco parâmetros que caracterizam uma elipse a partir dos sete contatos observados. A segunda solução consiste em calcular o ângulo de posição  $P$  a partir das coordenadas do polo de Ceres obtidas por Drummond et al. (2014) ( $\alpha_p = 287 \pm 3^\circ$ ,  $\delta_p = 64 \pm 3^\circ$ , no ICRS) e da efeméride de Ceres no instante da ocultação. Chamamos de solução de polo fixo.

Para o evento de 2010, a solução nominal teve como melhor ajuste  $\chi_{r,min}^2 = 0.24$ , que podem ser interpretadas como as barras de erro estarem superestimadas com respeito à boa qualidade do ajuste. Porém, como o problema tem somente dois graus

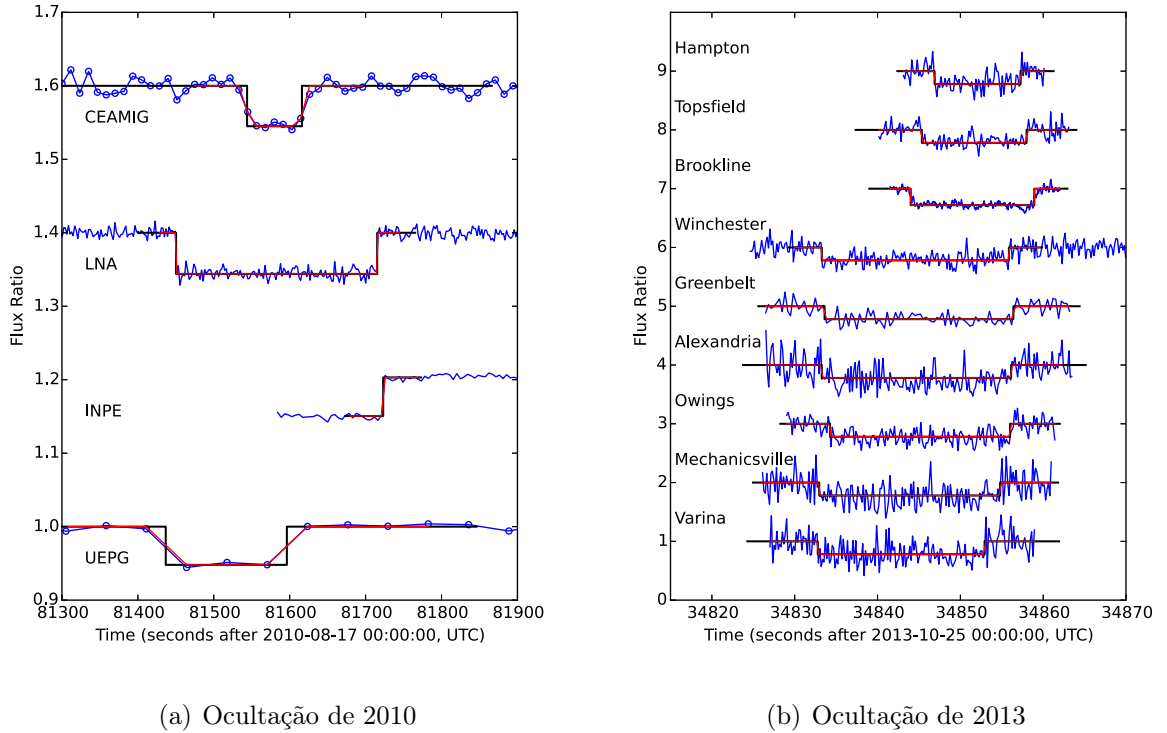


Figura 5.2: Curvas de luz normalizadas das cordas positivas dos eventos. As curvas estão desviadas por um fator de 0.2 (a) e 1.0 (b) para melhor visualização. As linhas pretas são os melhores ajustes com o modelo de poço quadrado. As linhas vermelhas são os melhores ajustes com o modelo de poço quadrado, porém levando em conta a difração de Fresnel, o diâmetro da estrela e o tempo de exposição. Os instantes médios de cada curva não coincidem devido às diferentes longitudes dos sítios. A curva de luz de Brookline (b) está desviada por um fator de -64 s como explicado no texto.

de liberdade,  $\chi_{r,min}^2$  relativamente pequenos são aceitáveis. Os resultados obtidos para o diâmetro equatorial, achatamento, ângulo de posição e coordenadas do centro são apresentadas na segunda coluna da [Tabela 5.1](#).

Como pode ser visto, o parâmetro com a maior incerteza é o ângulo de posição cobrindo um intervalo de  $20^\circ$ . Claramente, fixar as coordenadas do pólo pode melhorar a solução. Por fim, a correção do achatamento devido ao ângulo do aspecto polar está dentro da barra de erro  $1\sigma$  e não tem relevância estatística, dessa forma  $\epsilon = 0.08 \pm 0.03$ .

O ângulo de posição do polo de Ceres no momento da ocultação foi determinado como  $P = 12 \pm 3^\circ$  utilizando a [Equação 5.2](#):

$$\tan P = \frac{\cos \delta_p \sin(\alpha_p - \alpha)}{\sin \delta_p \cos \delta - \cos \delta_p \sin \delta \cos(\alpha_p - \alpha)} \quad (5.2)$$

onde  $(\alpha_p, \delta_p)$  são as coordenadas do polo de Ceres e  $(\alpha, \delta)$  são as coordenadas geocêntricas do asteroide. Explorar o espaço de parâmetros restringindo a elipses com ângulo de posição dentro deste intervalo resulta na solução de polo fixo. Os parâmetros físicos do melhor

Tabela 5.1: Resultados do ajuste de limbo de Ceres com os dados dos eventos de 2010 e 2013.

Solução	2010/Nominal	<b>2010/Polo fixo</b>	2013/Nominal	2013/Polo fixo
Diam. equat. (km)	982 ± 14	<b>972 ± 6</b>	971 ± 7	971 ± 7
Achatamento	0.08 ± 0.03	<b>0.08 ± 0.03</b>	0.08 ± 0.04	0.08 ± 0.04
Âng. de pos. (deg)	5 ± 10	<b>12 ± 3 (*)</b>	22 ± 5	25 ± 3 (*)
$f_c$ (km)	97 ± 9	<b>102 ± 5</b>	77 ± 6	78 ± 6
$g_c$ (km)	16 ± 15	<b>21 ± 11</b>	13 ± 16	13 ± 16
$\chi^2_{r,min}$	0.24	<b>0.42</b>	1.27	1.27

**Notas:** Em negrito destaca-se a melhor solução obtida. As barras de erro estão no nível de  $1\sigma$ . O diâmetro polar ( $D_{pol}$ ) pode ser facilmente calculado a partir de  $D_{pol} = D_{equa}(1 - \epsilon)$ . (\*) Ângulos de posição derivados a partir das coordenadas do polo de Ceres determinadas por [Drummond et al. \(2014\)](#).

ajuste estão mostrados na [Tabela 5.1](#) enquanto a solução está esquematizada na [Figura 5.3\(a\)](#).

Essa solução corresponde ao limite superior da barra de erro  $1\sigma$  da solução nominal para  $P$ . Por outro lado, ela obtém os menores valores para o diâmetro equatorial, melhorando sua determinação por um fator de 2.

### 5.3 Ocultação de 2013

Em 25 de Outubro de 2010, Ceres ocultou a estrela TYC 865-911-1 (UCAC4 496-058191), de magnitude  $V = 10.05$ . Baseada no UCAC4 ([Zacharias et al., 2013](#)), sua posição ICRS para a data da ocultação é:

$$\begin{cases} \alpha = 11^h 57^m 52^s.7641 \\ \delta = +09^\circ 07' 49''.835 \end{cases} \quad (5.3)$$

Esse evento foi observado na costa Leste dos Estados Unidos logo antes do amanhecer, como mostrado na [Figura 5.1\(b\)](#).

Nove cordas positivas foram obtidas em vários sítios (ver [Figura 5.1\(b\)](#)). Cada estação foi equipada com uma câmera de vídeo com tempo de leitura desprezível. Isso é particularmente importante, já que a velocidade da sombra de Ceres para esse evento foi de  $42.6 \text{ km.s}^{-1}$ , muito mais rápido que o evento de 2010.

Durante o evento Ceres estava muito baixo no céu com alturas entre  $15^\circ$  (Winchester) e  $20^\circ$  (Hampton). Forte cintilação era esperada e, combinada com o curto tempo de integração e baixa diminuição de brilho, resultou em curvas de luz ruidosas e assim grandes incertezas nos instantes de imersão e emersão.

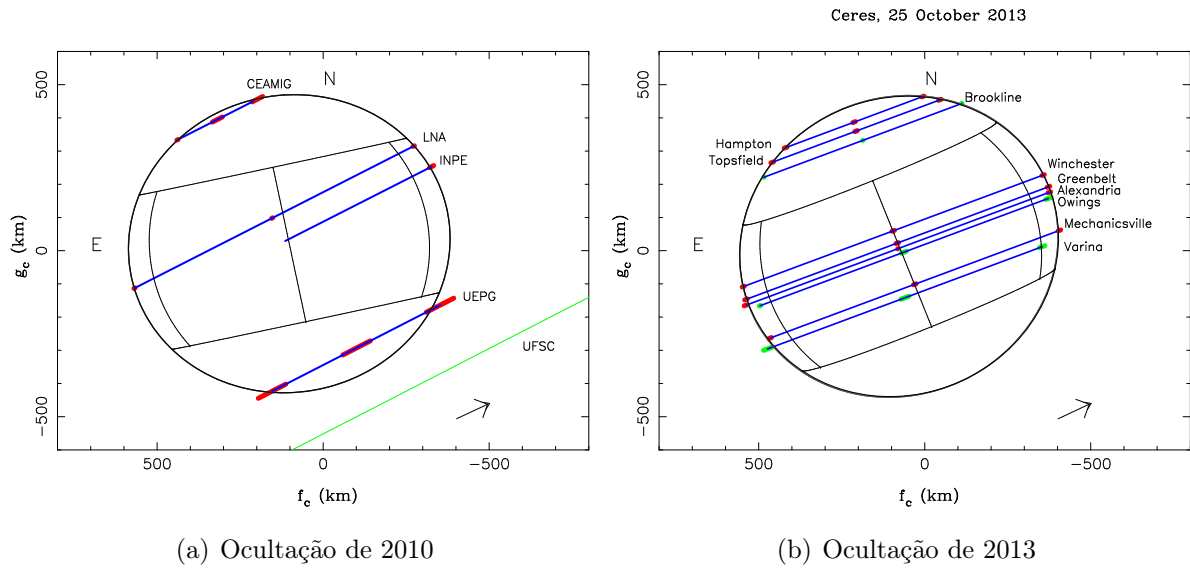


Figura 5.3: Melhores ajustes elípticos para as cordas das ocultações de 2010 e 2013. As setas indicam a direção de movimento, as linhas azuis são as cordas observadas, os segmentos vermelhos são as barras de erro dos ingressos, egressos e centro da ocultação em  $1\sigma$ . A linha verde em (a) é uma corda negativa. Os instantes marcados em verde em (b) não foram utilizados para o ajuste, como descrito no texto.

Todos os vídeos foram convertidos para imagens FITS usando o software AUDELA<sup>3</sup> e a fotometria foi obtida via PRAIA (Assafin et al., 2011). As curvas de luz foram normalizadas por uma estrela de referência quando havia uma estrela no campo.

Para reduzir o ruído, os dados foram binados por grupos de cinco imagens – com exceção de Greenbelt, onde grupos de dez imagens foram utilizadas. Esse procedimento aumenta o tempo de integração efetivo reportado por um fator de 5 (ou 10). Da mesma forma que para o evento de 2010, uma normalização adicional por um polinômio foi aplicada.

Os instantes de ingresso e egresso da ocultação foram obtidos pelo mesmo procedimento descrito na Seção 5.2. Uma vez que o tempo de integração efetivo usado (0.17 s) representa aproximadamente 7 km no plano do céu, e a escala de Fresnel e o diâmetro da estrela estão novamente na ordem de centenas de metros, a incerteza da determinação dos instantes de imersão e emersão são dominados principalmente pelo tempo de integração, da mesma forma que para o evento de 2010. Os melhores ajustes para as curvas de luz da ocultação estão mostrados na Figura 5.2(b).

Uma comparação entre os tempos obtidos pela estação de Brookline e o restante mostrou que Brookline têm um atraso de aproximadamente 64 s. Dessa forma, não utilizamos os tempos de Brookline na análise.

Perfis elípticos foram ajustados para todas as cordas restantes pelo mesmo

<sup>3</sup><http://audela.org/dokuwiki/doku.php/en/start>

procedimento descrito na [Seção 5.2](#). O resultado foi  $\chi_{r,min}^2 = 13$ , sugerindo que um modelo elíptico não é satisfatório para os dados. De fato, ao olharmos para a [Figura 5.3\(b\)](#) vemos que a corda de Varina adiantada com respeito às outras. Como nessa estação o tempo não foi inserido diretamente nos frames do vídeo é possível que essa diferença seja oriunda de um eventual problema da correspondência entre os tempos do camcorder e do GPS.

A imersão gravada em Owings também parece atrasada com respeito às cordas próximas (ver [Figura 5.3\(b\)](#)). Essa corda tem aproximadamente o mesmo tamanho da corda de Mechanicsville, apesar de estarem separadas por cerca de 100 km. Diferentemente de Varina, essa estação teve os tempos inseridos em cada frame do vídeo o que torna mais difícil justificar um problema de tempo. Outras possibilidades seriam uma má determinação dos instantes de ingresso e egresso dessa curva ou uma característica do relevo de Ceres.

Em um segundo ajuste, não consideramos as cordas de Brookline, Varina e Owings. O ajuste dos cinco parâmetros que definem uma elipse para os doze contatos resultou em  $\chi_{r,min}^2 = 1.27$ , indicando que está em bom acordo com os dados observados dentro das barras de erro. Essa é a solução mostrada na [Figura 5.3\(b\)](#), onde podemos ver que o tamanho da corda de Brookline é compatível com o modelo.

Os resultados das soluções nominais e de polo fixo não são significativamente diferentes. Isso se deve ao fato da barra de erro do ângulo de posição da solução nominal (que é muito menor que o da solução nominal de 2010) ser muito similar à barra de erro do ângulo de posição da solução de polo fixo ( $P = 25 \pm 3^\circ$ ). Os dois resultados estão apresentados nas colunas 4 e 5 da [Tabela 5.1](#).

Sobre a hipótese do atraso observado na imersão da curva de luz de Owings ser associado a uma característica topográfica, o contato gravado corresponderia a uma elevação negativa de  $31 \pm 4$  km com respeito à elipse de melhor ajuste. Porém observações feitas pela sonda *Dawn* mostram que o relevo de Ceres varia da ordem de  $\sim 15$  km ([Buczkowski et al., 2016](#)).

## 5.4 A sonda *Dawn*

Desde a publicação dos resultados dessas ocultações em [Gomes-Júnior et al. \(2015b\)](#), diversos resultados oriundos de observações feitas pela sonda *Dawn* têm sido publicados. A sonda entrou em órbita de Ceres no dia 06 de Março de 2015 ([Russell et al., 2016](#)), três anos após deixar o asteroide Vesta, o qual explorou entre Junho de 2011 e Agosto de 2012.

[Russell et al. \(2016\)](#) determinaram que Ceres possui uma forma triaxial com dimensões radiais iguais a  $483.1 \times 481.0 \times 445.9$  km com uma incerteza de  $\pm 0.2$  km em todos



os eixos. Além disso, também foram determinados a direção do polo ( $\alpha = 291.42 \pm 0.01^\circ$  e  $\delta = 66.76 \pm 0.02^\circ$ ) e o período de rotação ( $9.074170 \pm 0.000001 h$ ).

Ceres é um objeto bastante craterizado com crateras de quase  $300km$  de diâmetro (Hiesinger et al., 2016). Apesar disso, mapas geológicos da superfície de Ceres mostram que o asteroide possui um relevo que varia da ordem de  $\sim 15$  km, menor do que foi observado em Vesta (Buczkowski et al., 2016).

Observações espectroscópicas feitas pela *Dawn* detectaram flossilicatos amoníacos distribuídos em toda a superfície do asteroide. De Sanctis et al. (2015) sugerem que a amônia deve ter sido acretada e reagiu com flossilicatos durante a diferenciação de Ceres. Pela presença de amônia em outros grandes TNOs, De Sanctis et al. (2015) sugerem que Ceres tenha uma origem comum à da população de grandes TNOs.

## 5.5 Discussão

Os resultados apresentados na Tabela 5.1 mostram um acordo entre os parâmetros físicos obtidos nas duas ocultações, especialmente no diâmetro equatorial. As diferenças ocorrem basicamente nos tamanhos das barras de erro e podem ser justificadas pelas particularidades de cada conjunto de dados.

O evento de 2010, por exemplo, teve somente sete contatos, porém bem distribuídos sobre o disco de Ceres. Por outro lado, o evento de 2013 teve cinco contatos a mais, todavia concentrados em certas regiões do corpo. Em particular, a ausência de cordas próximas ao polo sul fez seu achatamento ser pior determinado para o evento de 2013 que para o evento de 2010. Mesmo nossa melhor medida de achatamento,  $\epsilon = 0.08 \pm 0.03$ , tem alta incerteza se comparado com outros valores publicados na literatura, como mostra a Tabela 5.2.

Como foi mostrado, usar as coordenadas do polo de Ceres determinadas por Drummond et al. (2014) para limitar o ângulo de posição não foi um procedimento eficiente para o evento de 2013. Por outro lado, fixar o ângulo de posição para a ocultação de 2010 reduziu as barras de erro dos outros parâmetros (com exceção do achatamento). Por fim, esse procedimento resultou em um excelente acordo entre os raios equatoriais obtidos para ambos os eventos.

Uma comparação do diâmetro equatorial de Ceres medido por diferentes técnicas está mostrado na Tabela 5.2. Vemos um acordo entre os nossos resultados e aqueles obtidos por imageamento direto do *Hubble Space Telescope* (HST) (Thomas et al., 2005), do *Keck Observatory* e do ESO *Very Large Telescope* (Drummond et al., 2014) e da sonda *Dawn* (Russell et al., 2016). O menor valor, reportado por (Carry et al., 2008), pode ser justificado pelo fato desse estudo não levar em conta o efeito de escurecimento de limbo.

O evento de 1984 (Millis et al., 1987) é a única outra ocultação com a qual



Tabela 5.2: Diâmetro equatorial e achatamento de Ceres

Referência	D. Equatorial (km)	Achatamento	Método
<a href="#">Gomes-Júnior et al. (2015b)</a>	$972 \pm 6$	$0.08 \pm 0.03$	Ocultação
<a href="#">Russell et al. (2016)</a>	$966.2 \pm 0.4$	$0.0770 \pm 0.0006^*$	<i>Dawn</i>
<a href="#">Drummond et al. (2014)</a>	$967 \pm 10$	$0.078 \pm 0.015$	Keck+VTL
<a href="#">Carry et al. (2008)</a>	$959 \pm 5$	$0.074 \pm 0.007$	Keck
<a href="#">Thomas et al. (2005)</a>	$975 \pm 4$	$0.067 \pm 0.005$	HST
<a href="#">Millis et al. (1987)</a>	$959 \pm 5$	$0.05 \pm 0.01$	Ocultação

\*Calculado a partir das dimensões fornecidas pelo autor.

podemos comparar nossos resultados. As medidas do diâmetro não estão de acordo dentro de um fator de  $2\sigma$ . É difícil dizer com certeza as razões dessa divergência. Uma forma de clarificar o problema seria redeterminar os instantes de imersão e emersão das curvas de luz originais usando a mesma metodologia aplicada nesse trabalho. Infelizmente, não temos acesso aos dados da curva de luz original do evento de 1984.

As Equações 5.4 e 5.5 mostram as coordenadas de Ceres obtidas a partir dos ajustes onde a direção do polo é fixa. As incertezas determinadas são oriundas principalmente das incertezas nas posições das estrelas. A incerteza determinada nos ajustes de forma estão mostrados em  $\Delta\alpha \cos \delta$  e  $\Delta\delta$ .

$$2010 \text{ Ago } 17 \left\{ \begin{array}{l} \text{Hora} = 22 : 40 : 00 \\ \alpha = 17^h 18^m 29^s 0122 \pm 0''.027 \\ \delta = -27^\circ 26' 38''.617 \pm 0''.028 \\ \Delta\alpha \cos \delta = 0''.003; \quad \Delta\delta = 0''.007 \end{array} \right. \quad (5.4)$$

$$2013 \text{ Out } 25 \left\{ \begin{array}{l} \text{Hora} = 09 : 45 : 00 \\ \alpha = 11^h 57^m 52^s 9154 \pm 0''.019 \\ \delta = +09^\circ 07' 49''.865 \pm 0''.021 \\ \Delta\alpha \cos \delta = 0''.002; \quad \Delta\delta = 0''.007 \end{array} \right. \quad (5.5)$$

As medidas do tamanho de Ceres feitas pela sonda *Dawn* ([Russell et al., 2016](#)) apresentam uma pequena diferença dos nossos resultados, porém dentro de um fator de  $1\sigma$  para ambos os eventos. Essa diferença deve-se contudo às incertezas envolvidas na determinação dos instantes de imersão e emersão das cordas observadas combinadas à distribuição dessas cordas ao longo da forma do corpo. Em ambos os eventos, apenas uma corda é responsável por restringir a forma do hemisfério sul de Ceres, sendo que na ocultação de 2010 tal corda possui incertezas na determinação dos pontos de contato muito altos comparados às outras cordas do mesmo evento.

Já as coordenadas do polo obtidas pela sonda diferem das de [Drummond et al. \(2014\)](#) por  $3.3^\circ$ . Entretanto, devido à geometria dos eventos, isso significaria uma diferença no ângulo de posição de  $0.5^\circ$  na ocultação de 2010 e  $3.2^\circ$  na ocultação de 2013. Para

---

esse último, o ângulo de posição se assemelharia ao obtido quando não utilizamos as coordenadas do polo de [Drummond et al. \(2014\)](#) (ver [Tabela 5.1](#)).

Uma reanálise das ocultações restringindo os valores aos obtidos pela sonda *Dawn* pode ser importante para calibrar a técnica utilizada, se necessário. Além disso, atualizar as posições das estrelas pelas posições oriundas do Gaia permitirá determinar as posições muito mais precisas para Ceres calculadas através das ocultações.

## 6 Satélites Irregulares dos planetas gigantes

### 6.1 Introdução

Os satélites irregulares dos planetas gigantes são menores que os regulares, possuindo órbitas mais excêntricas, inclinadas e distantes. Na maioria dos casos, essas órbitas são retrógradas. Devido a suas configurações orbitais, é amplamente aceito que estes objetos foram capturados nos estágios iniciais da formação do Sistema Solar (Sheppard and Jewitt, 2003).

As órbitas dos satélites irregulares de Júpiter e de Saturno, respectivamente, são mostradas na Figura 6.1, esquematicamente, por semi-eixo maior (o eixo das abcissas em milhões de quilômetros), pela inclinação orbital (o eixo das ordenadas em graus) e pela variação da distância satélite-planeta ao longo da órbita, ou seja, sua excentricidade (linhas horizontais). Os tamanhos relativos são indicados pelos círculos.

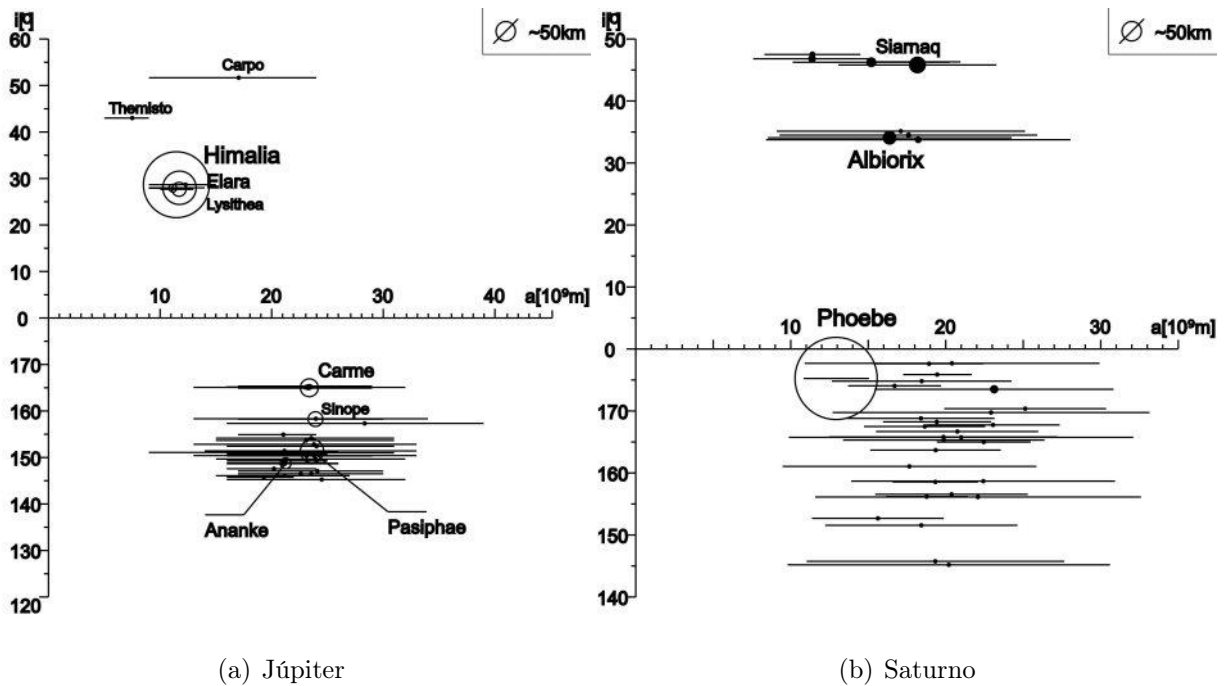


Figura 6.1: Esquema ilustrativo das órbitas dos satélites irregulares: a escala vertical se refere à inclinação em graus da órbita dos satélites em relação ao planeta; a escala horizontal é a distância em milhões de km ao planeta; as linhas representam a variação de distância do satélite ao planeta durante o período orbital; os círculos são os tamanhos relativos dos satélites.(baseado em dados obtidos do JPL, via site Horizons)

Dentre os satélites irregulares dos planetas gigantes, poucos são aqueles que possuem medidas de seus parâmetros físicos. Apenas Himalia, Febe e Nereida foram

observados por sondas, apesar de não serem medidas ideais, já que foram alvos de oportunidade. A sonda *Cassini* observou Himalia em 2000 ao passar próximo a Júpiter e obteve o tamanho de Himalia com uma incerteza média de 10 km (Porco et al., 2003). Em 2004, a *Cassini*, aproximando-se de Saturno, observou Febe em alta resolução obtendo uma incerteza média na medida de seu tamanho de 0.7 km (Thomas, 2010). Por fim, Nereida foi observado em 1989 pela sonda *Voyager II* e seu tamanho foi obtido com uma incerteza de 25 km (Smith et al., 1989).

Para a maioria dos satélites, seus tamanhos são estimados impondo um albedo fixo com a justificativa de que esse valor é um albedo nominalmente utilizado para objetos do Sistema Solar Externo, como por exemplo adotado por Rettig (2001). Mais recentemente, Grav et al. (2015) determinou o tamanho de 11 satélites de Júpiter e 3 de Saturno utilizando observações no infra-vermelho obtidas com o *WISE*. Apesar de ser uma técnica com maior acurácia, ela não consegue refletir as formas desses objetos, que devem variar de tamanho aparente conforme a fase observada. Por exemplo, o tamanho calculado por essa técnica para Febe não reproduz o tamanho obtido pela *Cassini* (Thomas, 2010) ao nível de  $1\sigma$ .

Existem alguns mecanismos de captura de objetos por planetas gigantes propostos na literatura. Há o Arrasto Gasoso na nebulosa circumplanetária primordial (Sheppard, 2005) onde o movimento do objeto seria afetado pelo gás e sua velocidade diminuiria até que fosse capturado pelo planeta. Porém, como descrito por Grav et al. (2003), esse gás deveria ter sido dispersado, pelo menos localmente, logo após a captura para que o objeto não espiralasse em direção ao planeta.

Um mecanismo baseado no modelo de Nice (Morbidelli et al., 2005, Tsiganis et al., 2005, Gomes et al., 2005) foi proposto por Nesvorný et al. (2007) e, especificamente para Júpiter, por Nesvorný et al. (2014). Durante a instabilidade do Sistema Solar primordial, ocorreram encontros entre os planetas externos. Nesses encontros planetários poderia haver troca de energia e momento angular entre os planetas e os objetos próximos tornando possível a captura de um corpo irregular por um planeta gigante. Nesse cenário, a taxa de sobrevivência de satélites anteriores ao LHB (Bombardeamento Pesado Tardio<sup>1</sup>) é muito pequena.

Outro modelo de captura descrito por Sheppard (2005) seria o aumento de massa do planeta enquanto o objeto estivesse em captura temporária, porém esse aumento de massa deveria ser em grande escala em curto período de tempo e isso desestruturaria qualquer sistema de satélites. Também descrito por Sheppard (2005) é a captura através de interações colisionais. Uma colisão entre dois corpos pequenos dentro da esfera de Hill do planeta poderia gerar objetos fragmentados e a energia dissipativa poderia ser tal que alguns desses objetos seriam capturados. Nesse cenário, um período provável seria o

---

<sup>1</sup>"Late Heavy Bombardment", em inglês

período de Bombardeamento Tardio conforme modelo de Nice (Gomes et al. (2005)).

Na Figura 6.1 é possível observar que não foi detectado nenhum satélite entre as inclinações  $60^\circ$  e  $140^\circ$ . Isso se deve principalmente à Ressonância de Kozai que desestabiliza órbitas altamente inclinadas e acopla oscilações de excentricidade e inclinação. A excentricidade aumenta fazendo com que objetos nessa ressonância atinjam distâncias próximas aos planetas cruzando as órbita dos satélites regulares, podendo ocorrer colisões com esses satélites ou com o próprio planeta. Dessa mesma forma, o apocentro da órbita atinge distâncias tais que perturbações externas podem levá-lo para fora da esfera de Hill do planeta (região na qual a gravidade de um planeta é predominante sobre um objeto). Em um estudo feito por Nesvorný et al. (2003), apenas dois satélites de Saturno e um de Júpiter tem órbitas caracterizadas por essa ressonância, sugerindo que a evolução da maioria dos satélites se deu de forma distinta.

Alguns desses objetos formam grupos dinâmicos com elementos orbitais semelhantes, chamados famílias, similares às famílias encontradas no Cinturão Principal de Asteroides. Essas famílias podem ter sido criadas por um corpo pai que se fragmentou por colisões com cometas ou outros asteroides (Nesvorný et al., 2004). Colisões com cometas tem uma probabilidade maior de ocorrer durante o Bombardeamento Pesado Tardio (LHB) (Gomes et al., 2005).

O grupo Prógrado de Himalia foi estudado por Nesvorný et al. (2003), que calculou as taxas de colisão entre os membros desse grupo e estimou em mais de 1 o número de colisão entre cada par de satélites do grupo em um período equivalente à idade do Sistema Solar. Segundo seus cálculos, Himalia teria sido fragmentado em uma colisão com Elara e Elara teria sido fragmentado por uma colisão com Lysithea ou Leda. Esses resultados sugerem que esse grupo é originário de uma colisão satélite-satélite e que um grande número de satélites desse grupo podem ter desaparecido por colisão com os maiores satélites do grupo. Esse grupo foi caracterizado por Grav et al. (2003) como uma classe de cor cinza (classe de cor definida pelo autor) com cores médias  $B - V = 0.66 \pm 0.02$  e  $V - R = 0.36 \pm 0.01$ . Essa classificação demonstrou que suas superfícies são similares a asteroides tipo C. Essa similaridade com asteroides tipo C foi confirmada por observações espectroscópicas feitas por Bhatt et al. (2017). É muito provável que os satélites dessa família tenham se originado no Cinturão Principal de Asteroides.

Os grupos retrógrados de Júpiter podem ser divididos em duas aglomerações principais, o grupo Carme (inclinação  $\sim 165^\circ$ ) e os grupos Ananke e Pasiphae (inclinação  $\sim 149^\circ$ ). Estes últimos são separados por uma pequena diferença em seus semi-eixos maiores médios embora as excentricidades e inclinações médias sejam semelhantes. Em seu trabalho sobre a população de satélites irregulares, Sheppard and Jewitt (2003) coloca Sinope como pertencente ao grupo Pasiphae, porém devido a sua inclinação média ser um pouco maior, Nesvorný et al. (2003) e Grav et al. (2003) o consideram como um objeto

independente.

As cores médias de Pasiphae (objeto principal do grupo Pasiphae) dadas por [Grav et al. \(2003\)](#) o colocam na classe de cor cinza enquanto os outros satélites do grupo observado, Megaclite e Callirrhoe, têm cores avermelhadas, parecida com as de asteroides tipo P ou D. Para Ananke (objeto principal do grupo Ananke), a situação é reversa, sendo classificado na classe de cor avermelhada enquanto os outros objetos do grupo observados, Harpalyke, Praxidike e Iocaste, estão na classe de cor cinza.

Quanto ao grupo retrógrado Carme, Carme e Taygete pertencem a classe de cor avermelhada enquanto Kalyke tem cores consistentes com a classe vermelha (ver [Grav et al. \(2003\)](#) e suas referências). Essa cor vermelha sugere uma origem comum à população de Centauros ou TNOs e é possível, embora pouco provável, que Kalyke seja um sobrevivente do impactor que fragmentou o progenitor do grupo Carme.

Os satélites retrógrados de Júpiter tem uma taxa de colisão entre si muito menor que a dos prógrados em um período de 4.5 Giga anos ([Nesvorný et al., 2003](#)). Porém, alguns casos de possíveis colisões entre prógrados e retrógrados foram detectados. Uma colisão entre Elara e Megaclite (retrógrado do Grupo Pasiphae,  $D \sim 6$  km) tem uma probabilidade de 10% em em uma escala de tempo comparável à idade do Sistema Solar. Apesar de Megaclite ser pequeno em comparação com Elara ( $D \sim 75$  km), uma colisão entre esses objetos seria suficiente para quebrar e dispersar Elara devido à grandes velocidades de impacto entre satélites prógrados e retrógrados.

Segundo [Nesvorný et al. \(2003\)](#), as baixas taxas de colisão entre os membros dos grupos das famílias de irregulares retrógrados (como as famílias Ananke e Carme) sugerem que eles provavelmente se formaram nos primeiros estágios do Sistema Solar enquanto o grupo prógrado Himalia foi formado mais recentemente.

Já no caso de Saturno, os dois grupos prógrados pertencem à classe de cor avermelhada. Todos os objetos do grupo ao qual pertence Albiorix cabem na elipse de dispersão de velocidade de fragmentos centrada em Albiorix (maior objeto do grupo) segundo [Grav et al. \(2003\)](#). Já para o outro grupo, uma maior dispersão de velocidade centrada em Siarnaq é necessária para que todos os objetos do grupo caibam na área de dispersão. Isso pôde ter sido ocasionado pelo encontro próximo com algum grande objeto ou por evolução orbital pós-fragmentação causada por ressonâncias seculares.

Segundo [Nesvorný et al. \(2003\)](#), as taxas de colisões entre quaisquer pares de satélites de Saturno, exceto Febe, é menor que 0.02 colisões para cada par a cada 4.5 Giga anos. Isso se deve a baixa velocidade orbital e por serem menores.

Colisões com Febe, entretanto, são muito mais prováveis. De fato, [Nesvorný et al. \(2003\)](#) calculou cerca de 7 impactos de satélites irregulares em Febe no período citado acima, utilizando a população conhecida como amostra, sendo que muitos são impactos por satélites prógrados. Nenhum desses impactos seria suficiente para fragmentar Febe.

Conclui-se com isso que Febe tenha muitas crateras resultado de colisões com antigos satélites irregulares. De fato, Febe foi observado pela *Cassini* como bastante craterizado (Porco et al., 2005).

Um método alternativo de classificação foi proposto por Holt et al. (2017). Uma análise cladística (sistema de classificação através da identificação de relações entre as características dos elementos da análise) é aplicada às características orbitais, físicas e composicionais dos satélites de Júpiter e Saturno para classificá-los em famílias. Eles propõem uma nova família de satélites retrógrados de Júpiter tendo Sinope como maior satélite e representante dessa nova família. No caso dos satélites de Saturno, é proposto que a família de Febe seja dividida em três sub-famílias, tendo Febe, Skathi and Ymir como representantes. Urano e Netuno não possuem uma quantidade de satélites conhecidos que seja suficiente para uma classificação precisa.

Para buscar melhor compreender essa coleção de objetos que trazem consigo uma história da origem e evolução do Sistema Solar é necessário um acompanhamento orbital dos satélites. Devido a maioria ser de recém-descobertos, suas incertezas orbitais ainda são relativamente grandes para a realização e observação de eventos que exigem maior precisão como passagem de sondas e ocultações estelares. Em um esforço para recuperar posições de satélites, Jacobson et al. (2012) verificou que alguns desses objetos já podem ser considerados perdidos, ou seja, sua incerteza orbital é tão grande que eles terão que ser redescobertos.

Uma vez que não há planejamentos de passagem de sondas por esses ambientes, o método mais eficiente de se obter características físicas desses objetos é o método de ocultações estelares por telescópios de solo. Na [Seção 6.2](#) é descrito o trabalho de caráter astrométrico a partir de observações para melhoria de modelos orbitais. A seguir, na [Seção 6.3](#) destacamos os esforços envolvidos no trabalho de predição de ocultações estelares por satélites irregulares.

## 6.2 Astrometria

Durante o Mestrado, foi realizado junto ao grupo um trabalho de caráter astrométrico para a melhoria das efemérides dos satélites irregulares de Júpiter e Saturno. Em colaboração com o Dr. Jean-Eudes Arlot do IMCCE, reduzi um banco de dados observado no Observatoire Haute-Provence (OHP) entre 1998 e 2008, contendo mais de 28 mil posições para 10 satélites. Reduzi também um banco de dados com mais de 100 mil imagens obtidas no Observatório do Pico dos Dias (OPD) entre 1992 e 2014. Já no Doutorado, neste mesmo âmbito, reduzi 810 observações feitas no European Southern Observatory (ESO) em 24 noites utilizando o detector mosaico CCD Wide Field Imager (WFI).



Mais de 8000 posições foram identificadas como pertencentes a satélites irregulares. Porém, devido à grande gama de configurações (3 sítios, 5 telescópios, mais de 10 câmeras e mais de 10 filtros) e às condições observacionais de algumas noites, 6523 posições foram selecionadas como boas posições, ou seja, possuem cinco ou mais estrelas do catálogo de referência (UCAC4), estão dentro de  $2\sigma$  da dispersão das posições da noite e a dispersão da noite à qual pertence não é maior que  $2\sigma$  da média das dispersões do conjunto total de noites. Essa estatística é feita satélite por satélite. O trabalho foi publicado em [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#) e o catálogo de posições está disponível no CDS.

Um dos principais resultados desse trabalho foi a grande quantidade de posições obtidas para os satélites irregulares em comparação com a quantidade utilizada nas integrações numéricas de [Jacobson et al. \(2012\)](#) (ver [Tabela 6.1](#)) e publicadas no JPL como JUP300. Como pode ser visto, a nossa publicação aumentou em mais 50% o número de observações para satélites como Himalia, Elara, Lysithea e Leda, satélites de Júpiter, e em mais de 100% para Nereida, satélite de Netuno, isso em uma base de tempo de mais de 20 anos. Dessa forma, é de se esperar que nossas posições contribuam significativamente para a melhoria da órbita desses objetos.

Com o objetivo de verificar o potencial das nossas posições em melhorar as órbitas dos satélites irregulares, analisamos os offsets das nossas posições com respeito às efemérides do JPL. Tomando Carme como exemplo, plotamos os offsets médios das efemérides para cada noite na [Figura 6.2](#) e suas respectivas dispersões (barra de erro  $1\sigma$ ) em função da anomalia verdadeira em ascensão reta e declinação. A figura mostra claramente um erro sistemático em declinação. Quando Carme está próximo a seu apocentro (anomalia verdadeira  $\nu = 180^\circ$ ), seus offsets tem maior probabilidade de serem mais negativos do que aqueles próximos ao seu pericentro ( $\nu = 0^\circ$ ). Todos os offsets obtidos de observações feitas em quatro telescópios diferentes usando câmeras e filtros diferentes estão em bom acordo, o que significa que há um erro nas efemérides de Carme, muito provavelmente devido a um erro em sua inclinação orbital.

Esse padrão em declinação também foi identificado para outros satélites como Pasiphae e Ananke. Para alguns satélites a cobertura orbital não foi suficiente para indicar claramente a presença de erros sistemáticos em elementos orbitais específicos. Os gráficos para todos os satélites estão disponíveis em [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#).

Desde a publicação dessas posições, novos catálogos com estrelas de referência foram publicados. O principal deles é o catálogo Gaia, cuja primeira versão foi publicada em Setembro de 2016. Em comparação com o catálogo UCAC4, para 2015, o Gaia aumenta a precisão das posições das estrelas de 30 *mas* para menos de 1 *mas*, e ampliando a quantidade de estrelas de um fator 10, chegando até a magnitude  $G=21$  (o UCAC4 só possui estrelas até magnitude  $R=16$ ).

Porém o Gaia-DR1 não possui movimentos próprios para as estrelas, o que



Tabela 6.1: Comparação entre o número de posições obtidas em [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#) e o número utilizado nas integrações numéricas das órbitas pelo JPL como publicado por [Jacobson et al. \(2012\)](#). Os satélites estão separados por planeta (linha reta) e por família orbital (linha tracejada). Os diâmetros estimados em *km* e *mas* também são apresentados.

Satélite	Diâm. (km)	- (mas <sup>a</sup> )	Mag V	OPD	OHP	ESO	Total	Jacobson
Himalia	140 <sup>1</sup>	38	14	854	357	23	1234	1757
Elara	80 <sup>1</sup>	22	16	403	187	46	636	1115
Lysithea	42 <sup>1</sup>	11	18	60	84	90	234	431
Leda	22 <sup>1</sup>	5	19	6	48	44	98	178
Pasiphae	58 <sup>1</sup>	16	17	295	248	66	609	1629
Callirrhoe	10 <sup>1</sup>	3	21	9	-	16	25	95
Megaclite	5 <sup>3</sup>	1	22	-	-	10	10	50
Ananke	29 <sup>1</sup>	8	18	52	141	57	250	600
Praxidike	7 <sup>1</sup>	2	21	-	-	2	2	59
Carme	47 <sup>1</sup>	13	18	90	204	37	331	973
Sinope	35 <sup>1</sup>	10	18	41	169	11	221	854
Themisto	8 <sup>3</sup>	2	21	-	-	16	16	55
Febe	213 <sup>2</sup>	33	16	1239	516	32	1787	3479
Siarnaq	39 <sup>1</sup>	6	20	-	20	56	76	239
Paaliaq	22	3	21	-	-	11	11	82
Albiorix	29 <sup>1</sup>	4	20	-	-	46	46	137
Sycorax	150 <sup>3</sup>	11	21	-	-	35	35	237
Nereid	340 <sup>3</sup>	15	19	803	-	99	902	716

Referências dos diâmetros: (1) [Grav et al. \(2015\)](#); (2) [Thomas \(2010\)](#); (3) Planetary Satellite Physical Parameters - JPL: [http://ssd.jpl.nasa.gov/?sat\\_phys\\_par](http://ssd.jpl.nasa.gov/?sat_phys_par)

<sup>a</sup>Usando uma distância média de Júpiter de 5 AU, de Saturno de 9 AU, de Urano de 19 AU e de Netuno de 30 AU.

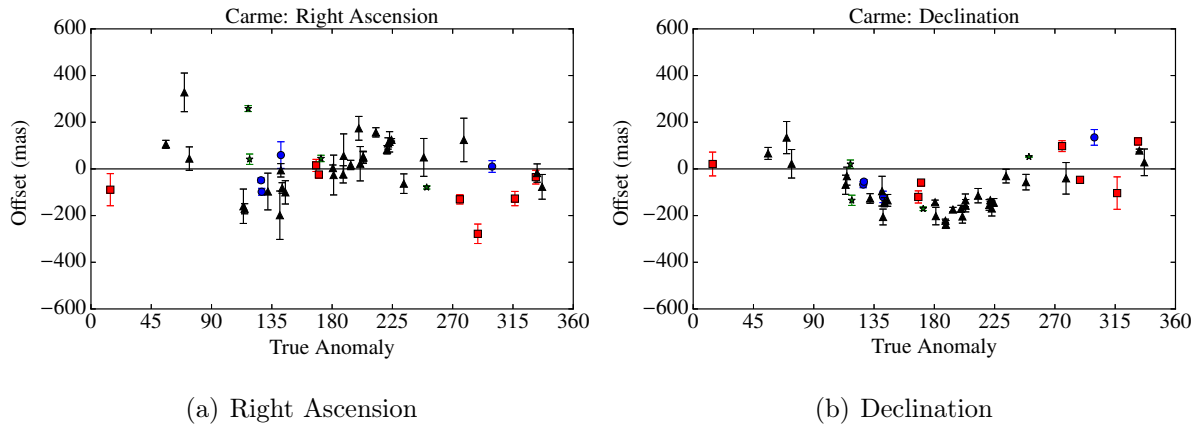


Figura 6.2: Offsets médios das efemérides e dispersões (barra de erro  $1\sigma$ ) nas coordenadas de Carme tomadas noite a noite por anomalia verdadeira para cada telescópio. O quadrado vermelho são as observações com o telescópio do OPD Perkin-Elmer, o círculo azul para o Boller & Chivens, também do OPD, o triângulo pra cima preto para o OHP e a estrela verde para o ESO (Gomes-Júnior et al., 2015a).

aumenta os erros provenientes de reduções que o utilizam para datas distantes da época média do catálogo. Felizmente, o GAIA-DR2, cuja publicação está prevista para 25 de Abril de 2018<sup>2</sup> terá movimentos próprios de alta qualidade e paralaxe para quase todas as estrelas presentes no Gaia-DR1.

A re-redução das posições dos satélites irregulares publicadas em Gomes-Júnior et al. (2015a) é essencial para a melhoria da integração numérica de suas órbitas e, conseqüentemente, uma melhor predição de ocultações estelares. Além disso, desde a publicação, novas imagens foram (quase mil observações no OPD) e continuam sendo obtidas desses satélites.

### 6.3 Predição de ocultações estelares

A técnica de ocultações estelares tem se mostrado eficiente para a obtenção dos parâmetros físicos (tamanho, forma, albedo, etc) de objetos do Sistema Solar, proporcionando medidas tão precisas que são apenas superadas por medidas oriundas de sondas. Devido a seu fraco brilho aparente, por conta de seus pequenos tamanhos e distâncias envolvidas, as efemérides de satélites irregulares são em geral pouco precisas. Por isso, prever e observar ocultações estelares desses objetos é muito difícil. Nenhuma observação de um evento desses para um satélite irregular ainda foi relatado na literatura.

Para reverter esse cenário, nosso trabalho astrométrico visou aprimorar as efemérides, o que acabou sendo feito, resultando na predição de ocultações estelares para os 8 maiores satélites irregulares de Júpiter (Himalia, Elara, Pasiphae, Sinope, Lysithea,

<sup>2</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr2>

Carme, Ananke e Leda) e o satélite Febe de Saturno até o ano de 2020. Esses objetos são pequenos (ver [Tabela 6.1](#)), se comparados aos TNOs estudados no [Capítulo 4](#), sendo que o menor dos satélites da amostra, Leda, possui um diâmetro estimado de 22 km.

A [Tabela 6.1](#) mostra o diâmetro aparente dos satélites no plano do céu. Para uma boa predição de uma ocultação, a incerteza calculada para a sombra projetada deve ser da ordem ou menor que esse diâmetro. Porém, como mostrado na [Seção 6.2](#), o erro das efemérides desses objetos são significativos. Como dissemos, de forma a melhorar esse cenário, fizemos novas integrações numéricas de suas órbitas. Para os satélites de Júpiter, ela foi feita em colaboração com a Dra. Laurène Beauvalet, na época pós-doc do Observatório Nacional. Para Febe, a integração foi feita em colaboração com o Dr. Josselin Desmars, pós-doc do Observatório de Paris. Nas próximas seções detalharemos o cálculo das efemérides produzidas. Na [Subseção 6.3.3](#) apresentaremos as predições de ocultações estelares obtidas.

### 6.3.1 Special-Tailored Ephemeris (STE)

A integração numérica para os 8 maiores satélites de Júpiter foi feita pela Dra. Laurène Beauvalet utilizando apenas as 3613 posições publicadas em [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#). Como o objetivo era obter órbitas precisas até 2020, não foi necessário utilizar todas as observações publicadas na literatura. A redução das nossas posições foi feita com um catálogo consistente e distribuídas em vários períodos orbitais dos satélites. No futuro, as posições da literatura e novas observações serão utilizadas para refinar a órbita conforme necessário.

O modelo numérico utilizado descreve a evolução dinâmica dos satélites irregulares em um referencial jovicêntrico. A influência de 14 perturbadores foram utilizadas, em ordem de maior perturbação: O Sol, os 4 satélites Galileanos, Saturno, o harmônico  $J_2$  de Júpiter, o sistema Terra-Lua, Marte, Vênus, Urano, Mercúrio, Netuno, o harmônico  $J_4$  de Júpiter, Plutão e o harmônico  $J_6$  do campo gravitacional de Júpiter.

As equações de movimento são integradas com o integrador numérico de ordem 15 RADAU ([Everhart, 1985](#)) usando um passo constante de um dia. A posição dos objetos perturbadores foram obtidas a partir da efeméride DE423 ([Folkner, 2010](#)), enquanto para os Galileanos foi utilizada a NOE2010 ([Lainey et al., 2004](#)). Os satélites foram integrados por família dinâmica, já que a interação entre satélites irregulares é desprezível. Uma descrição mais detalhada do processo de integração numérica é apresentada no [Capítulo 8](#).

As efemérides obtidas foram denominadas Special-Tailored Ephemeris (STE). Os elementos orbitais obtidos para a época de referência (J2000) estão disponíveis na [Tabela 6.2](#)

Nós comparamos as efemérides do STE com as do JUP300 do JPL para todos

Tabela 6.2: Elementos Orbitais Osculadores para os satélites irregulares de Júpiter em JD 2451545.0 com respeito ao centro de Júpiter.

Satélite	N	Intervalo	a (km)	e	I°	Ω°	ω°	v°
Himalia	1234	1995-2014	11372100 ± 500	0.166 ± 0.002	45.14 ± 0.15	39.77 ± 0.19	351.48 ± 0.46	97.35 ± 0.48
Elara	636	1996-2014	11741170 ± 690	0.222 ± 0.002	28.64 ± 0.18	68.42 ± 0.43	179.82 ± 0.56	339.08 ± 0.82
Lysithea	234	1996-2010	11739900 ± 1300	0.136 ± 0.004	51.12 ± 0.27	5.53 ± 0.52	53.0 ± 1.5	318.9 ± 2.0
Leda	98	1996-2009	11140300 ± 4300	0.173 ± 0.007	16.15 ± 0.75	272.6 ± 1.7	212.2 ± 3.6	218.8 ± 3.2
Pasiphae	609	1996-2013	23425000 ± 5000	0.379 ± 0.001	152.44 ± 0.10	284.59 ± 0.21	135.96 ± 0.19	236.97 ± 0.16
Sinope	221	1996-2009	22968800 ± 5200	0.316 ± 0.002	157.76 ± 0.12	256.62 ± 0.55	298.38 ± 0.55	167.57 ± 0.19
Carme	331	1996-2013	24202924 ± 4800	0.242 ± 0.001	147.13 ± 0.10	154.01 ± 0.25	47.90 ± 0.29	234.41 ± 0.19
Ananke	250	1996-2010	21683800 ± 7200	0.380 ± 0.002	172.29 ± 0.20	56.9 ± 1.2	123.3 ± 1.2	231.24 ± 0.21

**Notes:** N: Número de observações utilizadas; a: semi-eixo maior; e : excentricidade; I: inclinação relativa ao plano de referência equatorial J2000; Ω: longitude do nodo ascendente; ω: argumento do periastro; v: anomalia verdadeira.

os satélites ajustados, até o fim de 2020. Por exemplo, a máxima diferença entre 2015 e 2021 para Himalia é de 98 *mas* em  $\Delta\alpha \cos\delta$  e 58 *mas* em  $\Delta\delta$ . Para Carme, a diferença é de no máximo 181 *mas* em  $\Delta\alpha \cos\delta$  e 152 *mas* em  $\Delta\delta$ .

A Figura 6.3 mostra os offsets das posições publicadas por Gomes-Júnior et al. (2015a) para a declinação do satélite Carme relativo às efemérides do STE, das efemérides do JPL JUP300 (Jacobson et al., 2012) e das efemérides de Emelyanov (2005)<sup>3</sup>. A efeméride planetária DE431 (Folkner et al., 2014) foi utilizada para calcular as posições de Júpiter para os 3 modelos. É possível ver que os offsets sistemáticos das efemérides do JPL apontados em Gomes-Júnior et al. (2015a) foram reduzidos com a STE, como esperado.

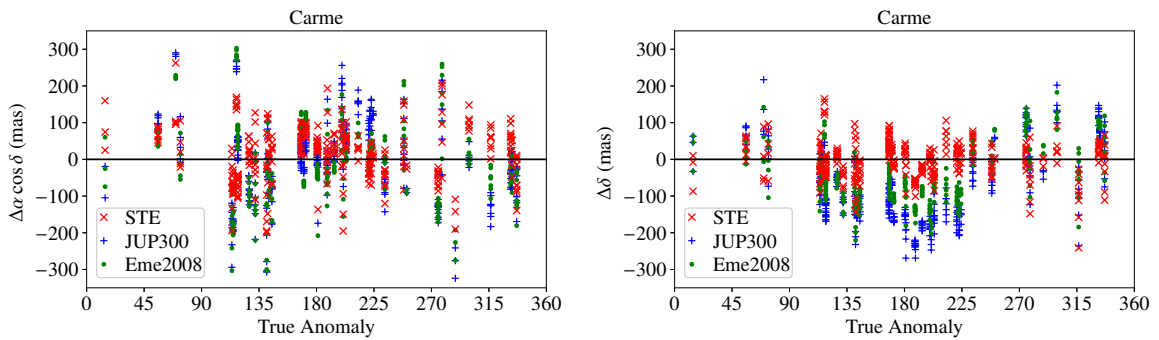


Figura 6.3: Offsets na declinação das posições de Carme publicadas em Gomes-Júnior et al. (2015a). O "x" vermelho em relação ao STE, o "+" azul em relação ao JUP300 e os pontos verdes em relação à Emelyanov (2005).

Na Tabela 6.3 são apresentados os offsets médios e respectivos desvios-padrões das posições dos satélites em relação às 3 efemérides citadas. É possível ver que tanto os offsets médios quanto os desvios-padrões são reduzidos com as efemérides do STE. Isso era esperado, uma vez que essas foram as observações utilizadas no ajuste da órbita do STE. Porém, esses offsets sugerem que a acurácia das efemérides do STE são melhores em relação às demais pelo menos no período das observações. Isso suporta a utilização do STE pelo menos para as predições de ocultações estelares num futuro próximo.

### 6.3.2 PH15

Para Febe, o único satélite de Saturno tratado nesta tese, a integração numérica foi realizada pelo Dr. Josselin Desmars. Nesse caso, atualizamos as efemérides publicadas em Desmars et al. (2013b). O modelo dinâmico da nova efeméride, denominada PH15, inclui as perturbações causadas pelo Sol, os oito planetas, os oito maiores satélites de Saturno e o parâmetro gravitacional  $J_2$  de Saturno.

<sup>3</sup>Atualização mais recente à época: 19 de Fevereiro de 2012

Tabela 6.3: Offsets médios e desvios-padrões das posições de [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#) relativas às efemérides STE, [Jacobson et al. \(2012\)](#) e [Emelyanov \(2005\)](#) em mas.

Satellite	STE		JUP300		Eme2005	
	$\Delta\alpha \cos \delta$	$\Delta\delta$	$\Delta\alpha \cos \delta$	$\Delta\delta$	$\Delta\alpha \cos \delta$	$\Delta\delta$
Himalia	$-15 \pm 66$	$-7 \pm 54$	$-19 \pm 80$	$-11 \pm 52$	$-18 \pm 72$	$-13 \pm 53$
Elara	$3 \pm 92$	$-12 \pm 57$	$20 \pm 92$	$-50 \pm 69$	$23 \pm 94$	$-83 \pm 81$
Lysithea	$15 \pm 79$	$-21 \pm 68$	$40 \pm 92$	$-43 \pm 77$	$117 \pm 193$	$-76 \pm 185$
Leda	$-9 \pm 67$	$-8 \pm 77$	$60 \pm 117$	$-13 \pm 95$	$166 \pm 162$	$92 \pm 95$
Pasiphae	$4 \pm 89$	$-16 \pm 57$	$-17 \pm 130$	$-82 \pm 85$	$-10 \pm 102$	$-54 \pm 74$
Sinope	$9 \pm 79$	$-4 \pm 47$	$10 \pm 228$	$-35 \pm 76$	$11 \pm 227$	$-52 \pm 63$
Carme	$14 \pm 73$	$-1 \pm 51$	$-3 \pm 114$	$-80 \pm 102$	$-6 \pm 108$	$-45 \pm 80$
Ananke	$-10 \pm 90$	$3 \pm 73$	$60 \pm 127$	$-108 \pm 99$	$101 \pm 180$	$-107 \pm 120$

As observações utilizadas são as mesmas de [Desmars et al. \(2013b\)](#), incluindo 223 observações da *Cassini*, adicionando as observações de [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#), [Peng et al. \(2015\)](#), observações do Minor Planet Center entre 2012 e 2014 (disponíveis no site do NSDC<sup>4</sup>, [Arlot and Emelyanov \(2009\)](#)), e observações do Flagstaff (U.S.N.O, [2015](#)) entre 2012 e 2014. Isso representa um total de 5886 observações entre 1898 e 2014. Em comparação, [Desmars et al. \(2013b\)](#) utilizou 3367 observações entre 1898 e 2012. Isso representa um aumento de quase 75% no número de observações. A maioria sendo observações recentes, necessárias para o nosso propósito.

Na [Figura 6.4](#) nós comparamos as efemérides PH15 com a do JPL SAT375<sup>5</sup>. A diferença entre elas é menor que 30 *mas*, sendo em declinação menor que 10 *mas*. Essa diferença é menor que o diâmetro aparente de Febe (ver [Tabela 6.1](#)).

A precisão das efemérides PH15 foi estimada considerando três conjuntos de observações: todas as posições disponíveis; somente as posições de [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#); e todas as posições exceto [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#). A precisão é calculada propagando a matriz de covariância obtida no ajuste da órbita até uma data específica e transformando em coordenadas esféricas (ver mais detalhem em [Desmars et al., 2013a](#)). A matriz resultante contém os desvios-padrões em ascensão reta  $\sigma_\alpha$  e declinação  $\sigma_\delta$ . A incerteza total no plano do céu é calculada por  $\sigma_s = \sqrt{\sigma_\alpha^2 \cos^2 \delta + \sigma_\delta^2}$ .

Na [Figura 6.5](#) é mostrada uma comparação entre as incertezas no plano do céu Febe-Saturno para os três conjuntos no intervalo de 2016-2021. É possível ver que mesmo considerando apenas as posições de [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#), as incertezas das efemérides são menores que 12 *mas*. A precisão calculada não leva em conta a precisão

<sup>4</sup>Natural Satellite Data Center: [colocarlinkaqui](#)

<sup>5</sup>Jacobson, R.A. 2015-Feb-27. "Satellite Ephemeris: sat375", JPL Satellite Ephemeris File Release, [ftp://ssd.jpl.nasa.gov/pub/eph/satellites/nio/LINUX\\_PC/sat3751.txt](ftp://ssd.jpl.nasa.gov/pub/eph/satellites/nio/LINUX_PC/sat3751.txt)

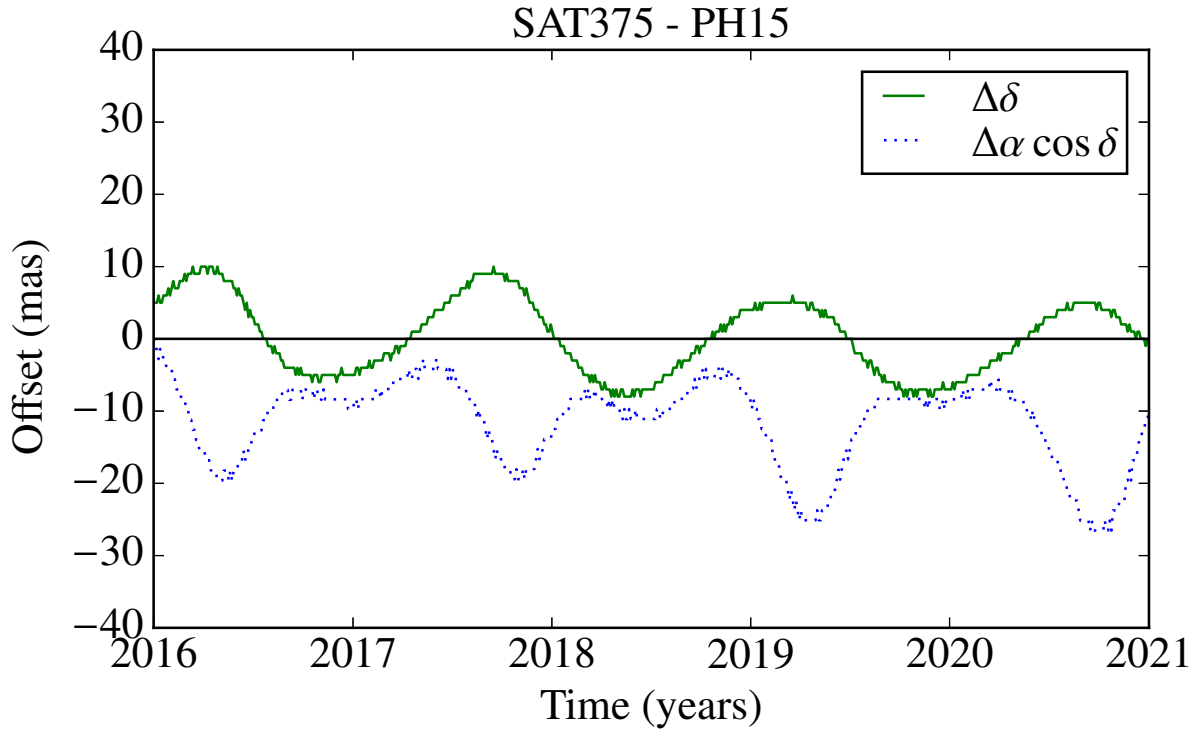


Figura 6.4: Comparação entre as efemérides PH15 e SAT375 para o satélite Febe.

na posição de Saturno, que é muito boa devido à *Cassini*.

Ambas as integrações numéricas foram publicadas em [Gomes-Júnior et al. \(2016\)](#).

### 6.3.3 Predição

As predições de ocultações estelares de Febe e de 8 satélites irregulares de Júpiter entre 2016 e 2020 foram feitas utilizando as posições de estrelas dadas no catálogo UCAC4 ([Zacharias et al., 2013](#)) e as efemérides desenvolvidas apresentadas. A busca foi realizada usando os mesmos procedimentos apresentados em [Assafin et al. \(2010, 2012\)](#), [Camargo et al. \(2014\)](#). Entre 01 de Janeiro de 2016 e 31 de Dezembro 2020 foram identificadas 5442 eventos para os 9 satélites pesquisados.

A [Tabela 6.4](#) mostra a quantidade de ocultações por satélite por ano. O mais notável é a grande quantidade de ocultações previstas para 2018 para Febe e 2019-2020 para os satélites de Júpiter em comparação com os outros anos. Esse aumento significativo se deve à passagem de Saturno e Júpiter em frente ao Plano da Galáxia aparente no lado central da Galáxia nos correspondentes anos. Dentre as ocultações previstas, cerca de 10% delas envolvem estrelas mais brilhantes que  $R = 14$ , de forma que muito observadores amadores podem observá-las.

Como esses objetos são muito pequenos, em sua maioria as ocultações durarão poucos segundos, portanto apenas eventos com estrelas brilhantes serão selecionados em

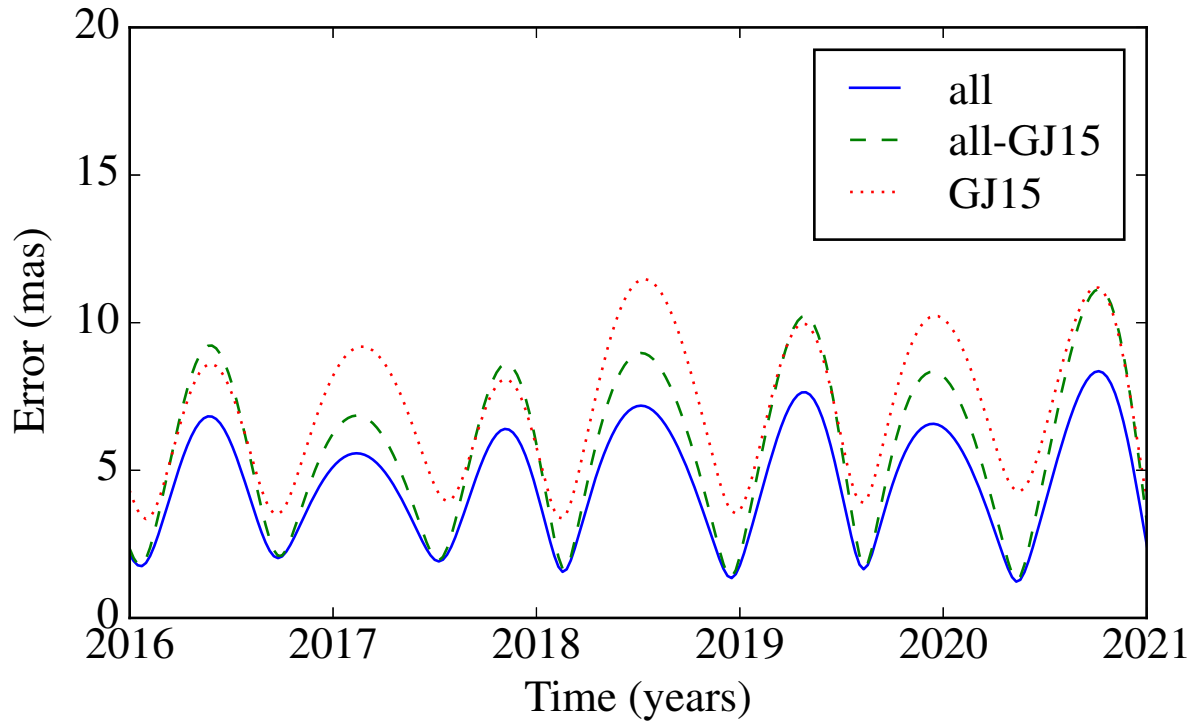


Figura 6.5: Comparação da precisão no plano do céu para a efeméride PH15 utilizando três conjuntos diferentes de posições na integração: todas as posições (all); todas as posições de [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#) (GJ15); e todas as posições sem [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#) (all-GJ15).

campanhas observacionais, se houver câmeras de integração rápida disponíveis. Por outro lado, os satélites de Júpiter estão muito mais perto de nós que os TNOs e como o erro astrométrico é uma medida angular, consequentemente, o erro da sombra da ocultação projetada na Terra será muito menor que para TNOs. Assim, as latitudes a serem cobertas para que uma ocultação por satélite irregular de Júpiter seja detectada correspondem a poucas centenas de quilômetros.

Todas essas predições foram publicadas em [Gomes-Júnior et al. \(2016\)](#). Desde então, os catálogos Gaia-DR1 e UCAC5 foram publicados. A busca completa por ocultações foi realizada para alguns satélites, atingindo mais de 2000 estrelas Gaia em um ano para um satélite durante a passagem no Plano da Galáxia. Porém, esse incremento se refere a estrelas muito fracas, cuja ocultações serão praticamente impossíveis de se observar. Isso se deve à necessidade de telescópios amadores para cobrir uma sombra pequena e à duração de poucos segundos do evento.

A tática a ser adotada nas próximas ocultações será selecionar as melhores ocultações previstas com o UCAC4 e, partindo do princípio de que a incerteza da trajetória da sombra é suficientemente bem determinado, atualizar as ocultações escolhidas utilizando a posição Gaia da estrela alvo. Felizmente, a publicação do Gaia-DR2, previsto



Tabela 6.4: Número de Ocultações Estelares para cada satélite entre Janeiro de 2016 e Dezembro de 2010.

Satélite	2016	2017	2018	2019	2020	Total
Ananke	12	16	49	359	187	623
Carne	20	14	30	369	220	653
Elara	14	16	33	305	193	561
Himalia	15	12	54	257	230	568
Leda	8	24	38	362	208	640
Lysithea	16	11	35	330	212	604
Pasiphae	20	19	44	362	206	651
Sinope	15	21	34	356	256	682
Febe	32	98	238	79	13	460

para 25 de Abril de 2018<sup>6</sup>, será feita antes da passagem de Júpiter pelo Plano da Galáxia.

### 6.3.4 Testes

Observar uma ocultação estelar exige um grande esforço de diversos observadores. Devido aos custos e tempo envolvidos em um evento, é preferível que os eventos publicados à comunidade tenham boas chances de sucesso. No caso dos satélites irregulares, nenhuma ocultação estelar foi encontrada na literatura. Assim, decidimos testar a robustez das predições.

Os testes consistem em observar estrela e satélite próximas à data da ocultação e no mesmo campo de visada (FOV). As posições relativas entre os dois objetos tem influência mínima dos erros das estrelas de referência e possíveis distorções de campo, isto é, as observações estão no contexto da *precision premium* descrita por Pascu (1994) e Peng et al. (2008). Essas posições relativas são comparadas às predições originais. É importante notar que nesse teste nós não observamos a ocultação em si e o teste pode ser realizado em qualquer sítio, independente de estar na trajetória da sombra.

Em Gomes-Júnior et al. (2016), os testes foram publicados usando o catálogo UCAC4 como referência e a efeméride JUP300 do JPL. Eles podem ser apreciados no artigo disponível no Apêndice A. Abaixo, os testes foram refeitos utilizando o Gaia-DR1 e a JUP340. As seguintes situações foram testadas:

- i Predição nominal publicada com as efemérides do STE e a posição Gaia-DR1 nominal da estrela;
- ii Predição com a efeméride do JPL JUP340 e a posição Gaia-DR1 nominal da estrela;

<sup>6</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr2>

Tabela 6.5: Comparação entre as predições da ocultação de Himalia em 03 de Março de 2015.

Método	Instante de C/A	C/A	Sit.
STE	00:39:37 UTC	0''685	i
JUP340	-12 s	-04 <i>mas</i> (13 km)	ii
Feb. 22 Obs.	-21 s	+16 <i>mas</i> (52 km)	iii
Mar. 03 Obs.	-25 s	+11 <i>mas</i> (36 km)	iv

C/A: Máxima Aproximação Geocêntrica (Closest Approach, em inglês); Sit: Situação de teste considerado.

- iii Predição dos offsets da estrela e satélite calculadas a partir de observações feitas alguns dias antes da ocultação quando os objetos estavam bem separados (FOVs diferentes);
- iv O mesmo que o [Item iii](#) mas com a estrela e o satélite próximos, no mesmo FOV.

O teste realizado foi para uma ocultação de Himalia prevista para 03 de Março de 2015. Sua sombra cruzou a parte norte da América do Sul. A [Figura 6.6](#) mostra os quatro mapas para as quatro situações apresentadas acima. O mapa [6.6\(c\)](#) foi feito a partir de posições obtidas em 22 de Fevereiro observadas no telescópio Zeiss do Observatório do Pico dos Dias (OPD), correspondendo à situação [iii](#). Na noite do evento, 03 de Março, os objetos foram observados com o telescópio Perkin-Elmer do OPD pouco mais de uma hora após o instante previsto para o evento. Satélite e estrela estavam separados por aproximadamente 16 segundos de arco, portanto muito próximos no campo. A partir dos offsets calculados, o mapa [6.6\(d\)](#) foi gerado.

A [Tabela 6.5](#) mostra as diferenças entre as predições nas quatro situações. O parâmetro crítico nas comparações é a máxima aproximação geocêntrica (C/A, *Closest Approach* em inglês), pois ela que define a localização da sombra sobre a Terra. A diferença no instante de máxima aproximação só se torna significativa quando ela está na ordem dos minutos. Nesse caso, a rotação da Terra mudaria a figura do planeta projetada sob o sombra, e os telescópios deveriam ser deslocados.

Para esse evento é possível ver que a sombra não varia muito dentre os quatro mapas sugerindo que para Himalia há uma grande probabilidade de observar um evento. De fato, a maior diferença entre as sombras dos quatro mapas é de 25 s e 20 *mas* (65 km) na direção perpendicular às sombras. A incerteza na órbita de Himalia estimada por [Brozović and Jacobson \(2017\)](#) é de 20 *mas*.

### 6.3.5 Discussão

Nós previmos ocultações estelares para os oito maiores satélites irregulares de Júpiter e o maior satélite irregular de Saturno, Febe, até 2020. Identificamos que

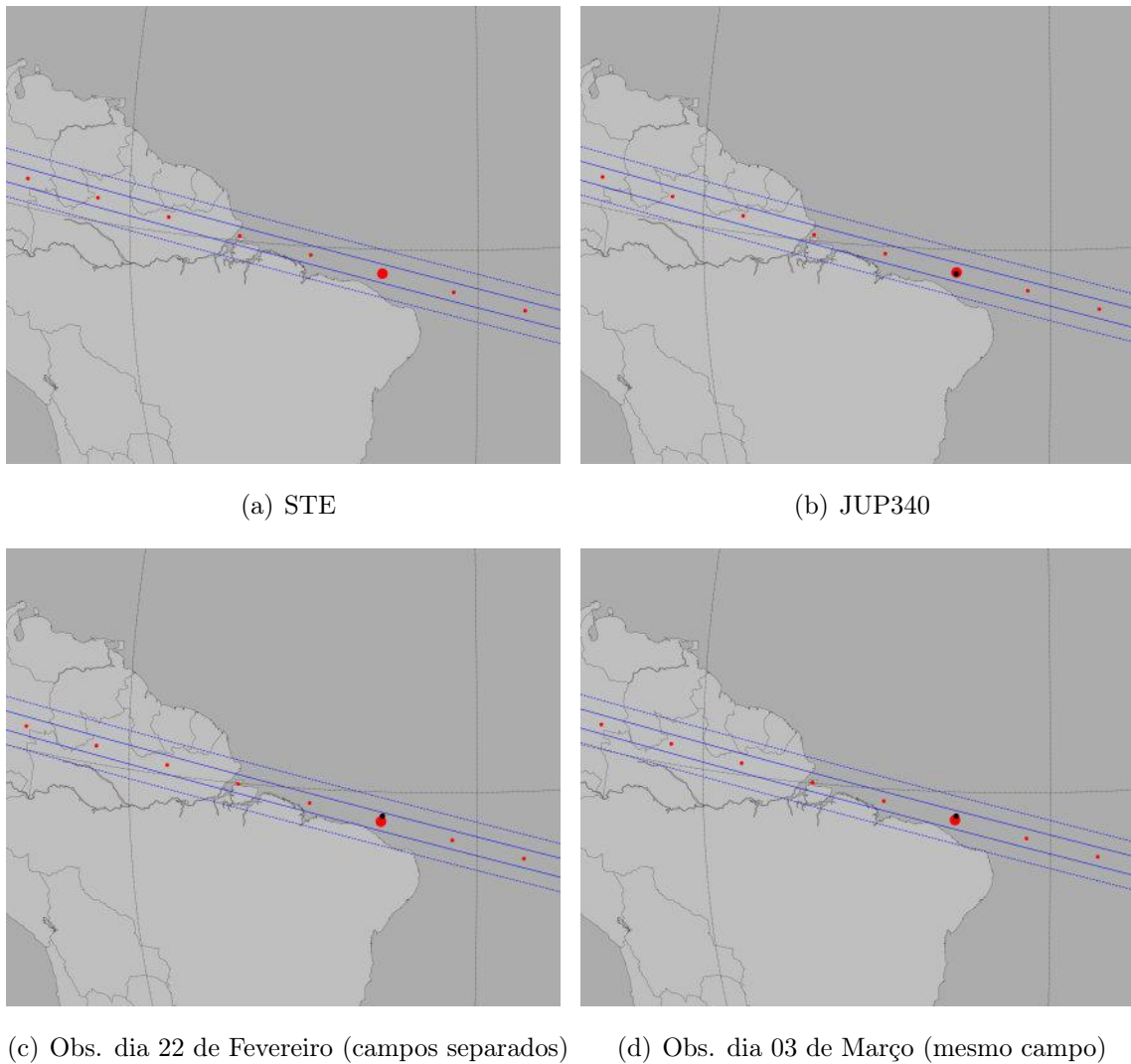


Figura 6.6: Predições para Himalia: O ponto grande em vermelho mostra o ponto de máxima aproximação geocêntrica da sombra na Terra, os pontos vermelhos menores são os centros da ocultação separados por um minuto, as linhas retas são os limites das sombras dado o tamanho estimado do objeto ( $\sim 170$  km) e as linhas tracejadas equivalem aos limites da sombra (área de observação) considerando uma incerteza de  $40$  mas na predição. (a) é o mapa utilizando as efemérides STE. (b) mostra a sombra utilizando as efemérides JUP340. Em (c) são aplicados offsets às posições da estrela e do satélite a partir de observações feitas em 22 de Fevereiro no telescópio Zeiss. Em (d), temos o mesmo que para (c) porém com offsets obtidos de observações feitas em 03 de Março no telescópio Perkin-Elmer quando os objetos estavam próximos no campo. Os pontos menores pretos em (b), (c) e (d) representam o centro da predição em (a).

a ocasional passagem de Saturno em 2018 e Júpiter em 2019-2020 pelo Plano Galático aumentará significativamente a probabilidade de uma ocultação. A próxima vez que isso acontecerá será em 2031 para Júpiter e 2046-2047 para Saturno.

O teste realizado com uma ocultação por Himalia prevista para 03 de Março

de 2015 mostrou que esse evento teria sido provavelmente observado caso houvessem observadores disponíveis na área da sombra. Os resultados mostram pequenos offsets com respeito ao local da predição. No caso de Himalia, STE e JPL apresentam pequenos offsets entre si.

Urano e Netuno estão cruzando uma região com baixa densidade de estrelas. Com isso, praticamente nenhuma ocultação foi identificada no período estudado. Na verdade, apenas dois eventos para Sycorax e Nereida foram preditos até 2020, mas ambos foram considerados eventos de caráter ruim, envolvendo estrelas muito fracas e cujas sombras passariam longe de regiões com observatórios.

No caso de Febe, sua órbita é a melhor conhecida, tendo sido observado pela *Cassini*. Além disso, sua passagem em frente ao Plano Galático se iniciou antes dos satélites de Júpiter. Com isso, era de se esperar que ele fosse o primeiro a ter uma ocultação estelar observada. De fato, no dia 06 de Julho de 2017, a primeira ocultação por um satélite irregular, Febe, foi observada. O trabalho envolvendo esse evento está descrito no [Capítulo 7](#).

# 7 Ocultação Estelar de Febe em 06 de Julho de 2017

## 7.1 Introdução

Febe, mesmo sendo menos brilhante que Himalia, foi o primeiro satélite irregular, dentre todos, a ser descoberto, em 1898, por William Henry Pickering (Pickering, 1899). Até o ano 2000 ele era o único satélite irregular conhecido de Saturno (Gladman et al., 2001). Ele foi também o primeiro objeto a ser identificado como possuindo uma órbita retrógrada, em 1905 (Ross, 1905). Apesar de Tritão também possuir uma órbita retrógrada e ter sido descoberto em 1845, ele só foi identificado como retrógrado em 1930 (McKinnon and Kirk, 2007). Seus elementos orbitais médios atuais, publicados em Jacobson et al. (2012), são:  $a = 12.94 \times 10^6$  km,  $e = 0.163$ ,  $I = 175^\circ 77'$  e  $P = 1.5$  anos.

Febe é o único satélite irregular do Sistema Solar a ter sido visitado por uma sonda, a *Cassini*, em 2004 (Porco et al., 2005). Embora a visita tenha sido rápida, ele pôde ser estudado em grandes detalhes. Durante a passagem, infelizmente nem todas as regiões da superfície de Febe puderam ser cobertas em alta resolução espacial, ou de ângulos de visada diretamente acima da superfície imageada. A distância mínima da sonda em relação a Febe foi de 2182 km (Jacobson et al., 2006),  $\sim 20\times$  o raio do objeto, no dia 11 de Junho de 2004 com uma resolução máxima de 13 m/px. Na Figura 4 de Porco et al. (2005), replicada na Figura 7.1 abaixo, pode ser vista a diferença de qualidade das observações em relação à latitude e longitude de Febe. Em particular, a região próxima ao polo norte do objeto esteve sempre do lado escuro, não sendo, portanto, imageada.

Thomas (2010), a partir de observações da sonda, determinou que Febe é um esferoide de revolução com semi-eixos  $a = 109.4 \pm 1.4$  km,  $b = 108.5 \pm 0.6$  km e  $c = 101.8 \pm 0.3$  km, com um raio médio  $r_m = 106.5 \pm 0.7$  km. Dentro das barras de erro dos eixos  $a$  e  $b$ , Febe é praticamente um esferoide oblato de revolução.

A *Cassini* também pôde determinar a direção do polo de Febe tendo como resultados as coordenadas  $\alpha = 356^\circ 6'$  e  $\delta = 77^\circ 9'$  (Porco et al., 2005),  $9^\circ$  de diferença do que o determinado pela *Voyager2* em 1981 (Colvin et al., 1989). Uma análise detalhada dos elementos orbitais de Febe utilizando métodos numéricos, feita por Cottureau et al. (2010), resultou inclusive nos períodos de precessão e nutação do satélite e concluíram que Febe possui uma obliquidade de  $23^\circ 95'$  com uma taxa de precessão de  $5580''/65/\text{século}$ , valores, coincidentemente, muito próximos aos da Terra ( $23^\circ 43'$  e  $5081''/\text{século}$ , respectivamente).

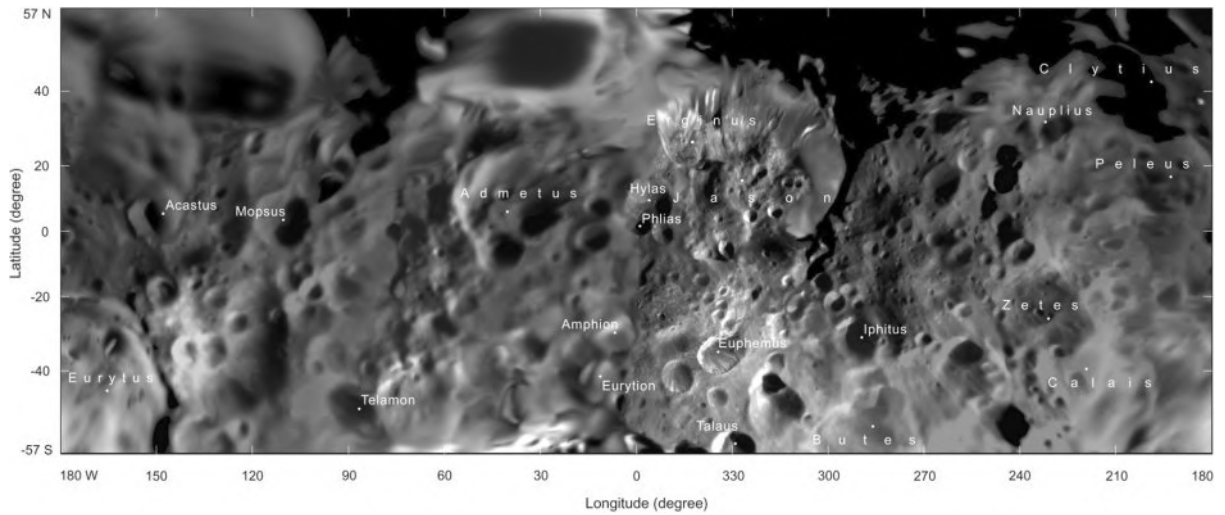


Figura 7.1: Mosaico de Febe a partir das observações feitas pela *Cassini* por latitude e longitude. Os nomes de algumas crateras são dados na imagem. Fonte: [Porco et al. \(2005\)](#)

Já as amplitudes de nutação em longitude e obliquidade foram calculadas como  $26''$  e  $8''$ , respectivamente (as da Terra são  $36''$  e  $18''$ ).

Além disso, a sonda permitiu determinar a massa de Febe em  $(8.292 \pm 0.01) \times 10^{21}$  g, com uma densidade média de  $1.6342 \pm 0.046$  g/cm<sup>3</sup> ([Jacobson et al., 2006](#)). [Emel'yanov et al. \(2007\)](#) calculou que este valor pode ser melhor determinado a partir de observações de solo, por meio de observações frequentes dos outros satélites irregulares de Saturno e de uma melhoria na determinação de suas posições. Isso se deve à perturbação causada por Febe nos satélites menores. Infelizmente, os satélites irregulares de Saturno são menos brilhantes e difíceis de serem observados com telescópios de pequeno porte, tendo poucas observações. Entretanto, a publicação do catálogo Gaia vai permitir uma melhor determinação das posições desses satélites, uma vez observados.

[Johnson and Lunine \(2005\)](#) ressaltam que a densidade de Febe é maior que a densidade média dos satélites regulares de Saturno ( $\bar{\rho} \sim 1.300 \pm 130$  g/cm<sup>3</sup>, não contando Hyperion e Titan), o que significa que sua composição pode ser diferente dos outros satélites. O mesmo autor conclui que se a porosidade de Febe for de  $\sim 0.15$ , ele teria uma densidade semelhante às de Plutão ( $1.860 \pm 0.013$  g/cm<sup>3</sup>, [Stern et al., 2015](#)) e Tritão ( $\sim 2.065$  g/cm<sup>3</sup>, [McKinnon and Kirk, 2007](#)). [Nicholson et al. \(2008\)](#) acredita que Febe realmente tenha uma porosidade significativa devido à baixa pressão em seu interior. Isso seria consistente com uma origem comum à população de TNOs.

Em preparação para a missão *Cassini*, [Bauer et al. \(2004\)](#) observou Febe para obter curvas de luz de rotação. Dessa forma, seria possível determinar quais longitudes seriam observadas pela *Cassini*. Eles determinaram um período de rotação de  $9.2735 \text{ h} \pm 2.2 \text{ s}$  com uma variação de magnitude  $\Delta m_V \sim 0.2$ .



Observações fotométricas feitas por [Grav et al. \(2003\)](#) mostram Febe como um objeto de cor *cinza*, ou seja, com cor similar à do Sol. Segundo [Grav and Holman \(2004\)](#), ele tem uma superfície semelhante a de um asteroide do tipo F.

A *Cassini* também fez espectroscopia de imageamento em Febe no visível e infravermelho utilizando o VIMS<sup>1</sup>, de onde diversas bandas de absorção foram identificadas por [Clark et al. \(2005\)](#). Por exemplo, a banda correspondendo a gelo de água foi encontrada distribuída em toda a superfície de Febe, porém mais intensa próximo ao polo sul. A variação entre elementos encontrados na superfície, semelhante a cometas, e em crateras levou à conclusão de que Febe é coberto por material de origem cometária ou do Sistema Solar Externo. Além disso, um albedo variando entre  $< 1\%$  e  $6\%$  foi obtido.

Imagens de radar também foram obtidas pela sonda. O albedo de Febe nessa faixa, entre 0.17 e 0.31, mostrou que ele é duas vezes mais brilhante que a Lua ( $\sim 0.07$ ) ([Ostro et al., 2006](#)), semelhante à reflectividade asteroidal no radar.

[Nesvorný et al. \(2003, 2004\)](#) estudaram a possibilidade de que a família de satélites de Febe possa ter sido originada a partir de uma colisão. Ele concluiu que nesse caso, Febe deveria ter uma grande cratera gerada por esse evento. Também foi inferido, ao estudar a probabilidade de colisão entre os membros de satélites da mesma família, que Febe tem a maior probabilidade e que ele provavelmente deve ter colidido com antigos satélites da família. Dessa forma, ele seria bastante craterizado.

A *Cassini* também observou que Febe possui diversas crateras, sendo uma delas, a cratera Jason, com um tamanho estimado de  $D \sim 100$  km ([Porco et al., 2005](#)) e cuja parede chega a uma altura de  $h \sim 15$  km. A distribuição de crateras por tamanho foi estudado por [Kirchoff and Schenk \(2010\)](#) para entender a história geológica do satélite e a população dos impactores. Eles identificaram que a frequência de crateras mostra uma inesperada falta de crateras de tamanho  $D \sim 1.5$  km.

[Di Sisto and Brunini \(2011\)](#) calcularam a probabilidade da distribuição de crateras em Febe ser ocasionada pela população de Centauros. Eles conseguem representar bem a distribuição de crateras apresentadas por [Kirchoff and Schenk \(2010\)](#) para crateras  $D < 1$  km porém ainda não conseguem explicar a falta de crateras em  $D \sim 1.5$  km utilizando a população atual de Centauros. É possível que essas crateras tenham se originado na época do LHB ([Gomes et al., 2005](#)). Concluíram que se as crateras de Febe foram formadas enquanto ele era satélite de Saturno, Febe deve ter sido capturado cedo na evolução do Sistema Solar.

Em 2009, [Verbiscer et al. \(2009\)](#) reportaram a descoberta de mais um anel de Saturno, a partir de observações com o telescópio Spitzer. Esse anel se estende de  $100R_S$  a  $270R_S$  ([Hamilton et al., 2015](#)), onde o raio de Saturno  $R_S = 60330$  km. O anel engloba a órbita de Febe, com uma profundidade ótica de  $\tau \sim 2 \times 10^{-8}$ . Acredita-se que o anel

---

<sup>1</sup>Visible-Infrared Mapping Spectrometer

tenha sido originado a partir de impactos em Febe. As partículas originadas das colisões migrariam para dentro, em uma órbita retrógrada, e seriam responsáveis pela face escura de Iapetus.

A ideia de que Febe seja responsável pela face escura de Iapetus não é recente e existem grandes evidências para isso. Imagens espectroscópicas feitas pela *Cassini* evidenciam em Febe a presença de uma banda de absorção centrada em  $\lambda = 2.42 \mu\text{m}$ , com largura de  $\sim 0.07 \mu\text{m}$ , que nunca tinha sido observada antes no Sistema Solar (Clark et al., 2005). A própria *Cassini* observou a mesma banda de absorção na face escura de Iapetus. Segundo Tamayo et al. (2011), quase todas as partículas com  $D > 10 \mu\text{m}$  geradas a partir de impactos com Febe sofreriam arrasto de Poynting-Robertson e colidiriam com Iapetus.

Portanto, devido à passagem da *Cassini*, diversos estudos puderam ser realizados sobre Febe e diversas características interessantes puderam ser observadas. Porém, parte do objeto não foi observada pela sonda, principalmente em latitudes maiores que  $60^\circ$  Norte, enquanto que diversas outras foram observadas em baixa resolução apenas. A técnica de ocultações estelares pode ser utilizada em Febe para restringir a forma do objeto nessas regiões, como será visto mais adiante. É importante notar que, atualmente, é justamente o hemisfério norte do satélite que está visível.

## 7.2 Predição e Observação

Como mostrado na Seção 6.3, Febe está começando a atravessar uma região do céu que tem como plano de fundo o Plano da Galáxia. Ele é o satélite irregular mais observado (ver Seção 6.2) e sua órbita é a melhor determinada entre os satélites irregulares (Gomes-Júnior et al., 2016), além de ser o maior satélite da amostra. Não é de se admirar que ele seja o primeiro a ter uma ocultação estelar observada.

De fato, as ocultações estelares selecionadas e publicadas no *Occult Watcher*<sup>2</sup> geram alertas para os possíveis observadores, dentre elas a ocultação de 06 de Julho de 2017, passando na Ásia. A divulgação também foi reforçada nos canais internos de colaboradores pelo Dr. Felipe Braga Ribas, que gerencia, pelo lado brasileiro, as ocultações por TNOs. Ela chamou a atenção de alguns observadores no Japão que puderam observar o evento.

A estrela ocultada pertence aos catálogos Tycho, 2MASS e Gaia-DR1 (TYC 6247-505-1, 2MASS J17310304-2200577, Gaia-DR1 4117746603087650688). Por isso, ela se beneficia da solução Tycho-Gaia (TGAS, Michalik et al., 2015), com movimentos próprios e paralaxe, desfrutando de uma posição mais precisa em relação às outras estrelas Gaia. As coordenadas ICRS da estrela para a data da ocultação, a partir do TGAS, foi:

---

<sup>2</sup><http://www.occultwatcher.net/>



$$\begin{cases} \alpha = 17^h 31^m 03^s.0392 \pm 7 \text{ mas} \\ \delta = -22^\circ 00' 58''.0998 \pm 5 \text{ mas} \end{cases} \quad (7.1)$$

onde a incerteza é estimado a partir da incerteza do movimento próprio no catálogo ( $\mu_\alpha^* = -0.301 \pm 2.406 \text{ mas}$ ;  $\mu_\delta = -12.210 \pm 1.830 \text{ mas}$ ).

Nenhum trabalho específico sobre essa estrela foi encontrado na literatura, apesar de ser uma estrela brilhante ( $G=10.19$ ). [Astraatmadja and Bailer-Jones \(2016\)](#) calcularam a distância heliocêntrica até a estrela, a partir da paralaxe do TGAS e utilizando modelos da Via Láctea, como  $d = 406 \pm 90 \text{ pc}$ . A estrela também pode ser encontrada no catálogo de estrelas anãs do tipo solar publicados por [Nascimbeni et al. \(2016\)](#).

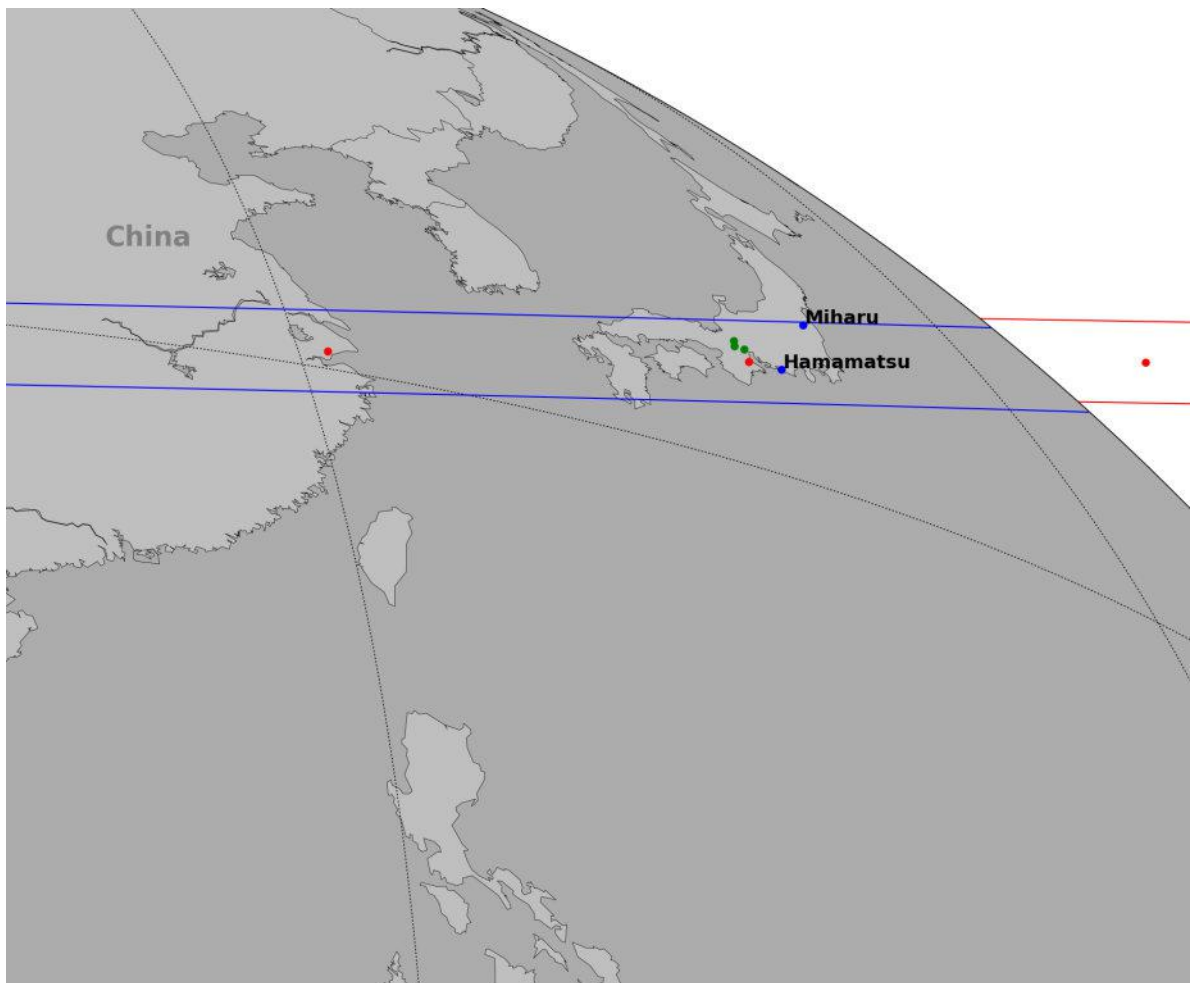


Figura 7.2: Zoom da Oculação de Febe em 06 de Julho de 2017. Os pontos azuis são os sítios que observaram o evento e em verde os que tiveram tempo fechado. As linhas azuis e vermelhas determinam o tamanho e a trajetória da sombra. Os pontos vermelhos marcam os centro da sombra a cada um minuto.

Por fim, cinco observadores japoneses tentaram observar a oclusão, porém três (em Maibara, Higashiomi e Inabe) reportaram que o tempo estava fechado e nem

chegaram a adquirir imagens. Dois observadores (em Hamamatsu e Miharu, no Japão) fizeram a observação e obtiveram cordas positivas. A [Figura 7.2](#) mostra o mapa da ocultação com os locais dos observadores marcados.

A observação em Hamamatsu ( $\lambda = 137^{\circ}44'23''0$  E,  $\phi = 34^{\circ}43'07''0$  N, 17 m) foi feita por Minoru Owada com uma câmera de vídeo WAT-120+ acoplada a um telescópio de 25 cm. Já em Miharu ( $\lambda = 140^{\circ}26'04''2$  E,  $\phi = 37^{\circ}25'36''7$  N, 274 m), Katsumasa Hosoi utilizou um telescópio de 13 cm com uma câmera de vídeo WAT-120. Em ambas as observações o tempo foi obtido utilizando um GPS e uma integração ao longo de 16 frames, equivalente a uma exposição de 0.534 s.

## 7.3 Redução

As duas observações em vídeo foram primeiramente convertidas para imagens FITS através de um código python que utiliza recursos do [ASTROPY<sup>3</sup>](#) e do [FFMPEG<sup>4</sup>](#). Cada frame do vídeo é extraído do arquivo de vídeo e convertido em uma imagem FITS e a leitura do tempo, impresso em cada frame, é feita manualmente a partir de um frame de referência e propagado para todos as imagens. Uma inspeção cuidadosa é feita para verificar se os instantes extraídos correspondem aos instantes salvos nos frames.

Em seguida, foram tiradas as médias de cada conjunto de 16 imagens, correspondentes à mesma exposição. Para evitar problemas de *interlace*, quando as linhas pares e ímpares de uma imagem são oriundas de exposições diferentes, eliminamos o primeiro e o último frame de cada bloco. A imagem resultante, portanto, é a média dos 14 frames restantes. Os procedimentos de redução de imagens de vídeo são semelhantes aos adotados em [Benedetti-Rossi et al. \(2016\)](#) e [Buie and Keller \(2016\)](#).

O processo de redução das curvas de luz da ocultação de Febe segue o mesmo procedimento feito para a ocultação de Ceres (ver [Capítulo 5](#)) usando o *PRAIA*. Além disso, foi feito um alisamento de média corrida de 3 pontos na curva de Hamamatsu e 5 pontos na curva de Miharu.

O procedimento de obtenção dos instantes de imersão e emersão das curvas de luz também é semelhante ao utilizado para Ceres. O diâmetro da estrela é dado por [McDonald et al. \(2017\)](#) como  $D_{\star} = 9.1D_{\odot}$ , que à distância de Febe equivale a uma fonte de luz de diâmetro  $\sim 1.37$  km. A escala de Fresnel foi calculada em 0.714 km. Em ambos os eventos, o tempo de integração de 16 frames equivale a uma exposição  $\Delta t = 0.534$  s, que a uma velocidade  $v = 18.3$  km/s equivale a 9.8 km. Com isso, podemos ver que o tempo de exposição é o principal fator na determinação dos instantes de imersão e emersão das curvas de luz.

---

<sup>3</sup><http://www.astropy.org>

<sup>4</sup><http://ffmpeg.org/>

A [Figura 7.3](#) mostra o melhor ajuste para ambas as curvas. Na curva de Hamamatsu, os instantes de imersão e emersão foram obtidos como UTC 06 de Julho de 2017 16:03:59.58 e 16:04:11.02 (h:m:s), respectivamente, com barra de erro em ambos ao nível de  $1\sigma$  de 0.04 s ( $\sim 0.73$  km) em ambos. A duração total observada foi de  $11.44 \pm 0.08$  s, equivalendo a uma corda de  $210.2 \pm 1.5$  km. Já na curva de Miharu, os instantes de imersão e emersão são UTC 06 de Julho de 2017 16:04:00.61 e 16:04:02.12 (h:m:s), com incerteza de 0.1 s ( $\sim 1.8$  km) ao nível de  $1\sigma$  em ambos os instantes. A duração total foi de  $1.51 \pm 0.2$  s, ou  $27.7 \pm 3.7$  km. A incerteza maior obtida na curva de Miharu se deve a um menor sinal ruído nas observações e, por ser uma corda passando próximo ao limbo do objeto, temos poucos pontos durante a ocultação (apenas quatro).

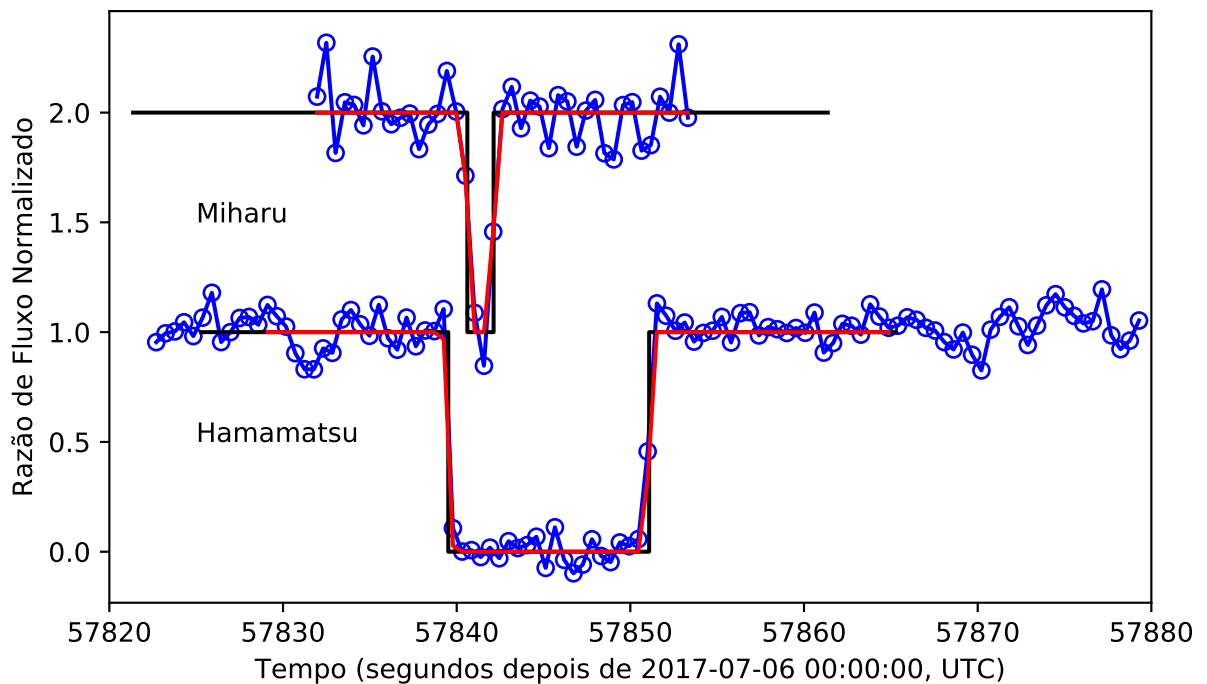


Figura 7.3: Curvas de luz normalizadas de Febe. A curva de Miharu está desviada por um fator de 1.0 para melhor visualização. As linhas azuis mostram as razões de fluxo normalizadas de Febe em relação às estrelas de calibração. As linhas pretas são os melhores ajustes com o modelo de poço quadrado. As linhas vermelhas são os melhores ajustes com o modelo de poço quadrado, porém levando em conta a difração de Fresnel, o diâmetro da estrela e o tempo de exposição.

## 7.4 Resultados

Seguindo o mesmo procedimento da ocultação de Ceres, podemos ajustar os quatro pontos obtidos às formas circular (3 parâmetros) e elíptica (5 parâmetros). No caso da figura elíptica, fixamos o ângulo de posição a partir do polo fornecido por [Archinal](#)

et al. (2011). Utilizando a Equação 5.2, o valor determinado foi de  $P = 13.2^\circ$  (barra de erro indeterminada porque nenhuma incerteza para a coordenada do polo é fornecida). A Figura 7.4 mostra os melhores ajustes obtidos para os dois formatos. É possível ver pelas imagens que a corda de Miharu é muito próxima ao polo norte do objeto.

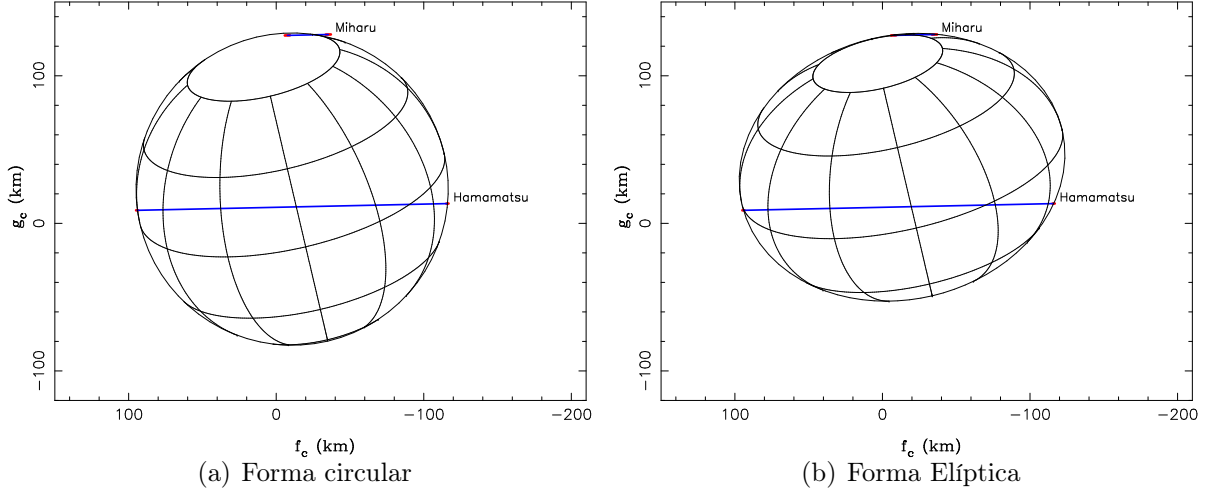


Figura 7.4: Melhores ajustes para as formas circular (esquerda) e elíptica (direita). As linhas azuis são as cordas observadas, os segmentos vermelhos são as barras de erro das imersões e emersões em  $1\sigma$ . A direção do evento foi de Oeste para Leste (direita para esquerda nas figuras).

O raio obtido no ajuste do formato esférico foi de  $105.8 \pm 0.4$  km, no nível de  $1\sigma$ . Esse valor é pouco menor do que o raio médio fornecido em Porco et al. (2005) ( $106.6 \pm 1$  km) e discrepante do raio equatorial fornecido por Thomas (2010) ( $109.4 \pm 1.4$  km). Deve-se notar que nesse caso, as cordas não estão concêntricas, e os pontos de contato de Miharu estão a cerca de  $1.7$  km do melhor ajuste circular.

O melhor ajuste elíptico obtido tem um semi-eixo maior de  $111.4 \pm 5.5$  km com uma excentricidade de  $0.20 \pm 0.13$ . Ao considerar que esse é o achatamento para a elipse projetada, o achatamento polar é ainda maior (0.23). Tais valores são significativamente discrepantes do resultado com ajuste circular e dos valores publicados em Thomas (2010) ( $109.4 \pm 1.4$  km e  $0.07 \pm 0.01$ , respectivamente), baseados nas observações com a *Cassini*.

Como dito na Seção 7.1, Febe é um objeto bastante craterizado, com crateras de tamanhos significativos em relação ao tamanho do objeto, e é provável que ambas as cordas tenham passado em acidentes topográficos. Um cuidado especial deve ser tomado com a corda de Miharu. Como mostrado em Dias-Oliveira et al. (2017), cordas inteiras muito próximas ao limbo do objeto tem uma grande chance de mostrar acidentes topográficos. No caso de Febe, isso é ainda mais relevante considerando que a *Cassini* não observou o Norte do objeto ( $\varphi > 60^\circ$ ), próximo de onde se encontra a corda de Miharu.

Gaskell (2013) publicou um modelo 3D de Febe a partir dos dados da *Cas-*

*sini*. Esse modelo está disponível online<sup>5</sup> e pode ser baixado no formato *Alias Waveform Format*. Nele são encontrados 98306 vértices correspondendo à superfície do objeto.

Com esses dados, é possível ajustar as cordas da ocultação à forma 3D de Febe já conhecida. O modelo é rotacionado de forma a coincidir com a imagem do objeto no plano do céu onde são definidas a sub-latidade e sub-longitude do observador como a latitude e longitude do centro de Febe como visto pelo observador em determinado momento. A sub-latidade do observador é facilmente calculada a partir das coordenadas do polo de Febe e da coordenada geocêntrica do satélite no instante da ocultação. Ela foi calculada como  $\varphi_o = 22.3^\circ$ .

Já a sub-longitude do observador depende da rotação do objeto. O JPL utiliza o modelo de rotação publicado por Archinal et al. (2011) e fornece o valor de  $\lambda_o = 330^\circ$  para a hora média das observações (16:04:00 UTC). A Figura 7.5 mostra um ajuste das cordas da ocultação ao modelo 3D de Febe usando os parâmetros apresentados até o momento ( $P = 13.2^\circ$ ,  $\varphi_o = 22.3^\circ$  e  $\lambda_o = 330^\circ$ ). Em verde se destaca o limbo do objeto projetado no plano do céu, segundo o modelo 3D de Gaskell (2013). O centro foi determinado de forma que a corda de Hamamatsu se encaixe perfeitamente. Espera-se que essa corda se localize em uma região bem determinada pela *Cassini*. A textura da superfície apresentada na imagem é oriunda de imagens da *Cassini*. As regiões escuras são as áreas não observadas ou que estavam sempre na sombra.

É possível ver que, para o melhor ajuste da corda de Hamamatsu, a corda de Miharuru se localiza muito longe do limbo projetado. Não é provável que a forma publicada por Gaskell (2013) tenha um erro tão alto. Regiões observadas pela *Cassini*, na continuação da corda ou no lado oposto à face projetada, não foram detectadas.

É importante lembrar que Bauer et al. (2004) obteve uma incerteza de 2.2 s no período de rotação de Febe em 2004. Ao propagá-la para 2017, uma incerteza de  $\pm 305^\circ$  na sub-longitude é obtida. Ou seja, a sub-longitude nominal dada pelo JPL está muito provavelmente errada. Por outro lado, é possível encontrar a sub-longitude correta conciliando o modelo 3D de Gaskell com as duas cordas observadas.

Dessa forma, foi feita uma análise de qui-quadrado ( $\chi^2$ ) para todas as longitudes ( $0^\circ \Rightarrow 359^\circ$ , com intervalo de  $1^\circ$ ) e um intervalo em X ( $-20 \Rightarrow -5$ ) e Y ( $20 \Rightarrow 60$ ), com passo de 0.1 km. A equação utilizada foi:

$$\chi^2 = \sum \frac{(R_c - R_l)^2}{\sigma^2} \quad (7.2)$$

onde  $R_c$  é a distância radial de cada ponto da corda, a partir do centro geométrico da figura dado por  $(X_c, Y_c)$ ,  $R_l$  é a distância radial do limbo na mesma direção que  $R_c$ , segundo o modelo 3D de Gaskell para a longitude, X e Y dados, e  $\sigma$  é a incerteza de cada ponto ( $\sigma = 0.7$  km para Hamamatsu e  $\sigma = 1.8$  km para Miharuru). Nas análises abaixo

<sup>5</sup>Gaskell (2013): <https://space.frieger.com/asteroids moons/S9-Phoebe>

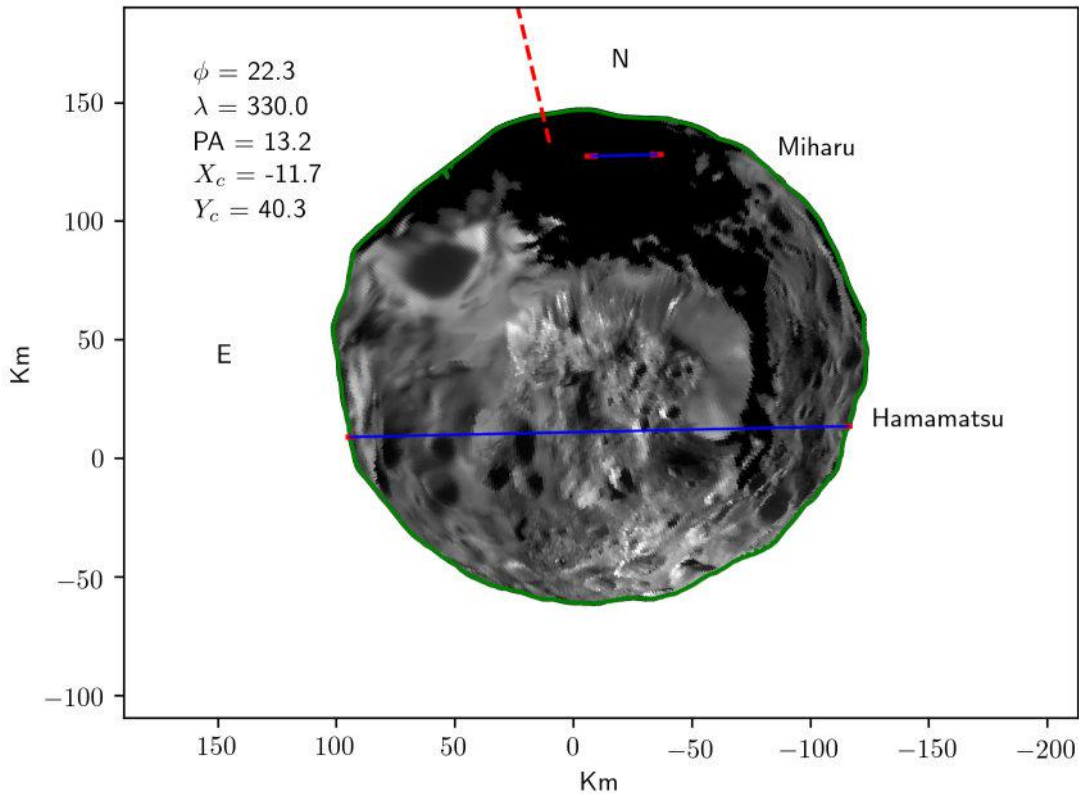


Figura 7.5: Ajuste das curvas de luz de Febe ao modelo 3D de [Gaskell \(2013\)](#) com parâmetros do JPL.  $\phi$  é a sub-latidade do observador,  $\lambda$  é a sub-longitude do observador,  $P$  é o ângulo de posição da direção do polo norte de Febe em relação à direção norte da observação,  $X_c$  e  $Y_c$  são as coordenadas do centro de Febe em relação à predição. As linhas azuis demarcam as cordas observadas. Nos limites de cada corda, os pontos vermelhos mostram as barras de erro associadas com as imersões e emersões das curvas de luz. A linha tracejada em vermelho mostra a direção do Polo Norte de Febe.

são considerados três  $\chi^2$ : o primeiro onde se utiliza os quatro pontos de contato ( $\chi^2$ ); o segundo utilizando apenas os pontos de Hamamatsu ( $\chi_H^2$ ); e no terceiro apenas os pontos de Miharu ( $\chi_M^2$ ).

Partindo do pressuposto bastante seguro que a corda de Hamamatsu está em uma região conhecida (isto é, bem observada pela *Cassini*, e portanto bem descrita no modelo 3D de Gaskell), a soma da [Equação 7.2](#) foi feita, primeiramente, apenas para esta corda. Para cada longitude, foi determinado que o melhor ajuste da corda de Hamamatsu ocorre quando  $\chi_H^2 \leq 1$ . Com esta circunstância satisfeita, o  $\chi_M^2$  é calculado.

A [Figura 7.6](#) mostra a distribuição de  $\chi_M^2$  quando o  $\chi_H^2$  é menor que 1 por longitude. É possível ver que os valores variam desde praticamente zero até quase 700. Para comparação, na [Figura 7.5](#),  $\chi_M^2 = 191.6$ .

Apesar da corda de Miharu passar por uma região desconhecida, espera-se que o modelo de [Gaskell \(2013\)](#) seja realista o suficiente. Assim, é difícil dar um limite para

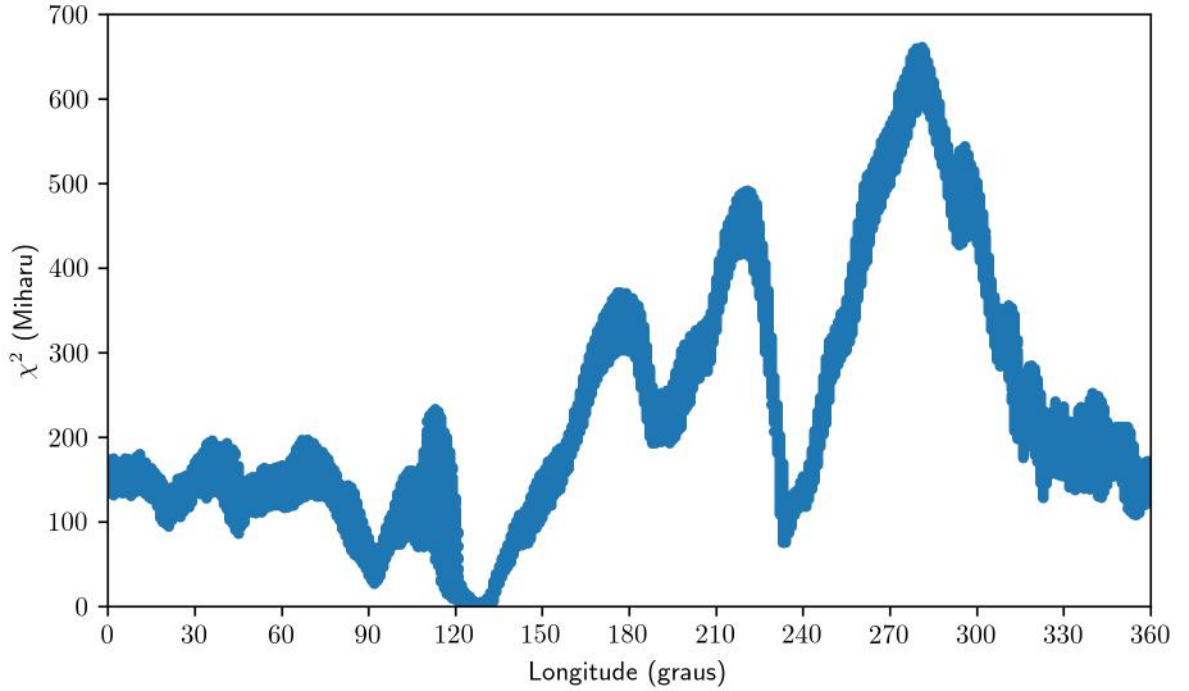


Figura 7.6: Distribuição de  $\chi_M^2$  quando o  $\chi_H^2$  é menor que 1 (ver discussão no texto da Seção 7.4).

o qual o valor de  $\chi_M^2$  seja aceitável. Dessa forma, analisaremos os mínimos apresentados na Figura 7.6.

O mínimo mais destacado é próximo à longitude 130°. A Figura 7.7 mostra o melhor ajuste para o menor  $\chi^2$  geral nessa região ( $\chi^2 = 1.05$ ). É possível ver que o ponto de contato mais a Oeste da corda de Miharu parece estar em uma região que foi observada pela *Cassini*, embora seja uma região pobre de resolução.

Na Tabela 7.1 são apresentados os limites de valores ( $\phi$ ,  $X_c$ ,  $Y_c$ ) onde as cordas de ocultação se distanciam a 1-, 3- e 5- $\sigma$  do modelo 3D de Gaskell (2013). Lembrando que o fator mais responsável por essa variação é a corda de Miharu, uma vez que Hamamatsu foi fixada em  $\chi_M^2 \leq 1$ . Os resíduos radiais da corda de Miharu em relação ao modelo também são apresentados. Dessa forma, uma possível característica topográfica é inferida.

Tabela 7.1: Parâmetros possíveis para um ajuste das cordas obtidas da ocultação em relação ao modelo 3D de Gaskell. Miharu W se refere ao ponto de contato da corda de Miharu a oeste enquanto Miharu E ao ponto de contato a Leste.

	$\lambda$ (°)	$X_c$ (km)	$Y_c$ (km)	Miharu W (km)	Miharu E (km)
1 $\sigma$	$127 \pm 3$	$-9.5 \pm 0.7$	$28.9 \pm 1.1$	$1.0 \pm 1.3$	$-1.4 \pm 1.1$
3 $\sigma$	$126 \pm 6$	$-9.9 \pm 1.3$	$29.5 \pm 3.0$	$0.3 \pm 3.8$	$-2.3 \pm 3.2$
5 $\sigma$	$125 \pm 9$	$-10.3 \pm 1.7$	$30.7 \pm 4.3$	$-1.1 \pm 5.3$	$-3.7 \pm 4.6$

Os resultados da Tabela 7.1 mostram que o ponto de contato oeste (imersão)



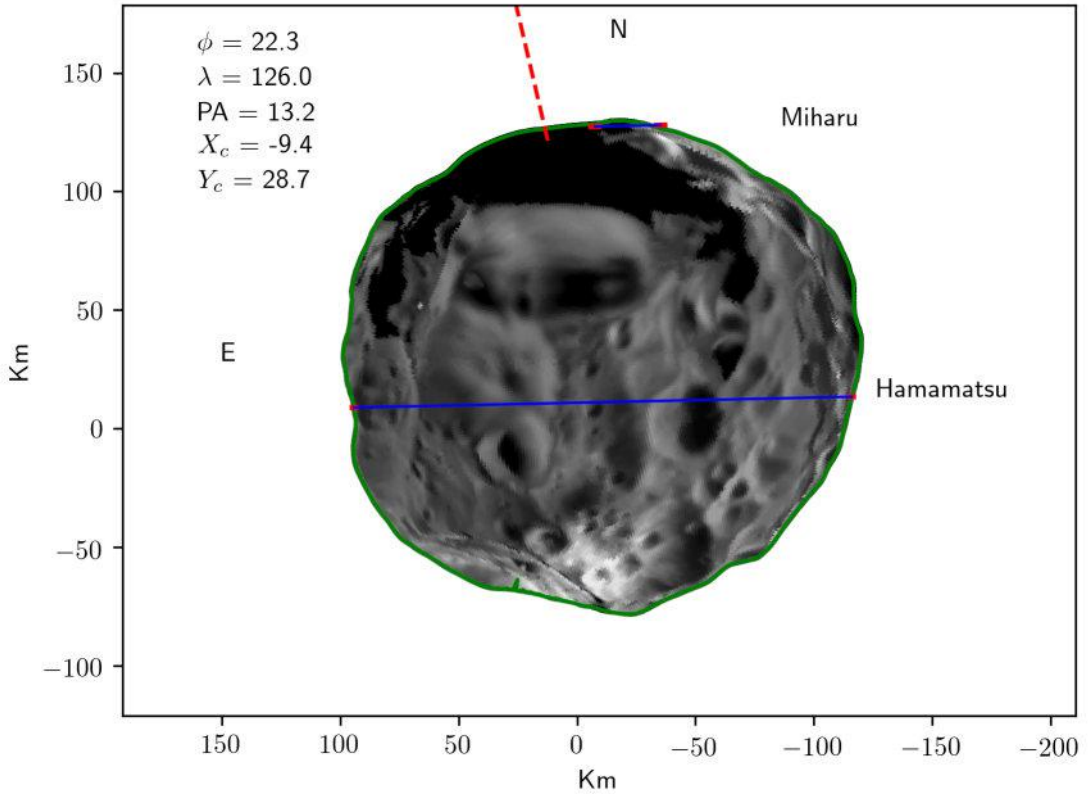


Figura 7.7: Semelhante à [Figura 7.5](#), porém para o melhor ajuste das curvas de luz de Febe ao modelo 3D de Gaskell fixando a sub-longitude em  $126^\circ$ .

da corda de Miharu concordam com a forma projetada do modelo de [Gaskell \(2013\)](#), enquanto que o ponto de contato leste sugere uma pequena variação na direção do centro da figura, possivelmente uma cratera.

O segundo mínimo na [Figura 7.6](#) se localiza próximo à longitude  $90^\circ$ . A [Figura 7.8](#) mostra o melhor ajuste para o menor  $\chi^2$  geral nessa região ( $\chi^2 = 27.8$ ). A mesma análise feita para o exemplo anterior também é feita para essa situação. A comparação com o modelo de Gaskell é apresentada na [Tabela 7.2](#) para diversos intervalos de sigma.

Tabela 7.2: Parâmetros possíveis para um ajuste das cordas obtidas da ocultação em relação ao modelo 3D de Gaskell. Miharu W se referem ao ponto de contato da corda de Miharu a oeste enquanto Miharu E ao ponto de contato a Leste.

	$\lambda$ ( $^\circ$ )	$X_c$ (km)	$Y_c$ (km)	Miharu W (km)	Miharu E (km)
$1\sigma$	$92 \pm 1$	$-11.4 \pm 0.1$	$33.4 \pm 0.1$	$-4.6 \pm 0.1$	$-8.2 \pm 0.1$
$3\sigma$	$92 \pm 1$	$-11.5 \pm 0.7$	$33.9 \pm 0.5$	$-5.2 \pm 0.6$	$-8.7 \pm 0.6$
$5\sigma$	$92 \pm 4$	$-11.7 \pm 1.1$	$34.7 \pm 1.4$	$-6.1 \pm 1.5$	$-9.5 \pm 1.3$

Como pode ser visto, neste caso os resultados sugeririam que ambos os pontos de contato de Miharu da ocultação estariam em declives, com quase 10 km de diferença em relação ao modelo de Gaskell. A [Figura 7.8](#) mostra que na continuação da corda de



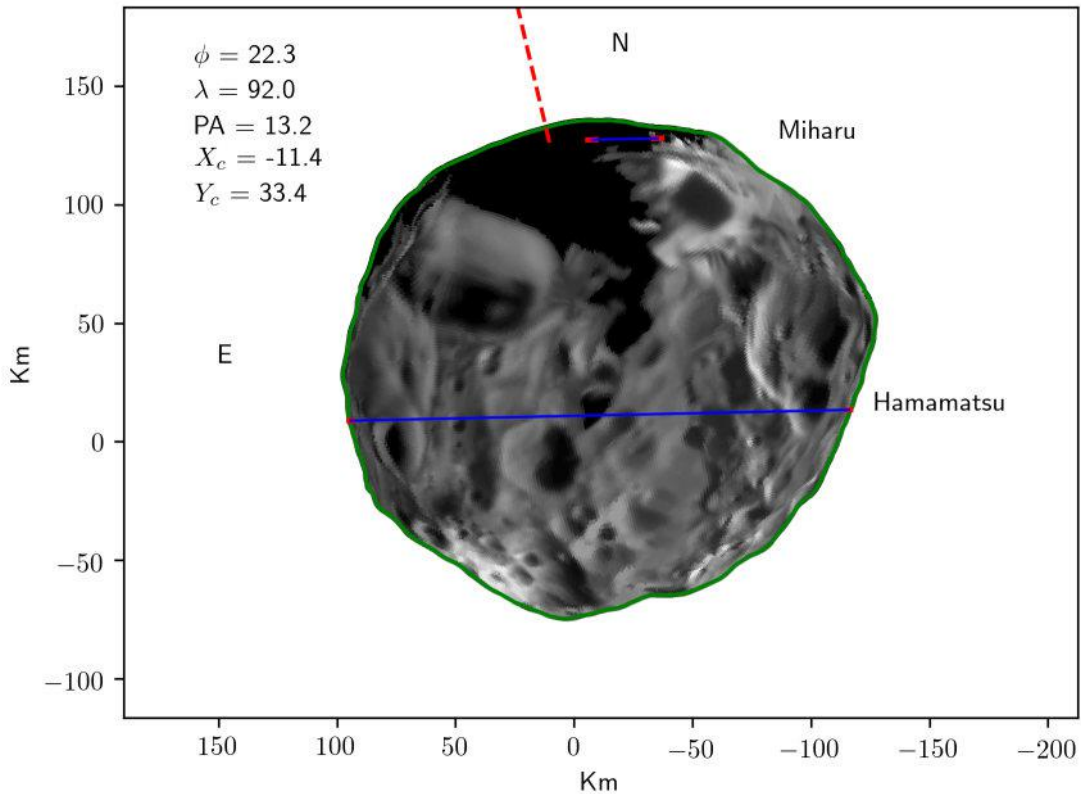


Figura 7.8: Semelhante à [Figura 7.5](#), porém para o melhor ajuste das curvas de luz de Febe ao modelo 3D de Gaskell fixando a sub-longitude em  $92^\circ$ .

Miharu a oeste, regiões conhecidas deveriam ter sido detectadas.

Para as outras longitudes, o  $\chi_M^2$  é ainda maior, o que significa uma maior variação em relação ao modelo de Gaskell. Dessa forma, é difícil imaginar que possam prover resultados melhores.

Dando maior liberdade para a corda de Hamamatsu é possível encontrar soluções mais aceitáveis próximas à latitude  $92^\circ$ . Porém, devido à falta de mais cordas, isso significaria associar erros maiores ao modelo 3D de Gaskell. Portanto, teríamos muitos parâmetros livres comparado ao número de pontos. Ao limitar Hamamatsu, também são impostos limites às coordenadas do centro de Febe ( $X_c$ ,  $Y_c$ ) para cada longitude.

## 7.5 Discussão

A ocultação de 06 de Julho de 2017 foi a primeira ocultação por um satélite irregular já detectada. Ela só foi possível devido ao grande trabalho astrométrico e dinâmico orbital que possibilitou uma maior precisão nas efemérides de Febe. Além disso, o início da passagem de Saturno em frente ao plano Galáctico permitiu uma maior quantidade de eventos previstos e, neste caso, envolvendo uma estrela brilhante.

Infelizmente, apenas dois observadores puderam observar a ocultação predita.

As incertezas obtidas nos instantes de imersão e emersão, da ordem do quilômetro, refletem a qualidade da técnica empregada. Devido à natureza craterizada de Febe, o ajuste das cordas obtidas a formatos esféricos ou elípticos obteve resultados diferentes dos obtidos pela *Cassini*.

O modelo 3D de [Gaskell \(2013\)](#), contudo, permitiu uma análise mais precisa. Uma vez que a corda de Miharu passa por uma região que não foi bem observada pela *Cassini*, restringimos a corda de Hamamatsu ao modelo 3D. Assim, as cordas da ocultação melhor se adequam ao modelo ao projetá-lo na longitude  $\lambda_o = 127 \pm 3^\circ$ . Nessa situação, um dos pontos de contato da corda de Miharu apresenta um pequeno deslocamento em relação ao modelo indicando uma possível cratera, porém as discrepâncias calculadas tanto na posição da corda quanto na posição do centro do objeto são significativas.

Como o modelo de [Archinal et al. \(2011\)](#), utilizado no JPL, prevê que a longitude de Febe na direção do observador seja  $\lambda_o = 330^\circ$ , encontramos uma diferença na fase de  $-203 \pm 3^\circ$  ou  $+157 \pm 3^\circ$ . Isso representa um erro de quase meia volta na fase de rotação, o que significa um pequeno erro no período de rotação.

[Archinal et al. \(2011\)](#) fornece uma taxa de rotação para Febe de  $931.639^\circ$  por dia, o que significa um período de rotação de 9.27398 h. Esse valor foi obtido atualizando o valor publicado por [Bauer et al. \(2004\)](#) a partir de observações da *Cassini* ([Bauer et al., 2006](#)), uma diferença de 1.7 s. Nenhuma barra de incerteza é fornecida por [Archinal et al. \(2011\)](#), porém espera-se que ela não seja maior que 2.2 s, incerteza estimada por [Bauer et al. \(2004\)](#).

Considerando o intervalo de tempo entre a época média em que a *Cassini* observou Febe e o instante da ocultação, Febe rotacionou em torno de seu eixo 12353.7 vezes. Utilizamos a [Equação 7.3](#) para determinar as duas possíveis correções para o período de rotação de Febe:

$$\Delta p = \frac{p_r \times \Delta \lambda}{n \times 360} \quad (7.3)$$

onde  $\Delta p$  é variação no período de rotação,  $p_r$  é o período de rotação calculado a partir da taxa de rotação de [Archinal et al. \(2011\)](#),  $\Delta \lambda$  é a diferença de longitude, em graus, determinada pela ocultação e  $n$  é o número de rotações entre as épocas de referência.

Da [Equação 7.3](#), foi determinado como  $-1.52 \pm 0.02$  s ou  $+1.18 \pm 0.02$  s as possíveis correções, representando períodos de rotação de 9.27355 h ou 9.27431 h, respectivamente. Como a segunda solução está fora da barra de erro estimada por [Bauer et al. \(2004\)](#), a primeira, que possui um valor quase igual, é a solução preferida.

Por fim, os resultados mostram que a predição desse evento foi muito precisa. A diferença entre a predição e a observação é dada pelas coordenadas calculadas para o centro do ajuste. Ao projetar os valores obtidos para  $\lambda_o = 127^\circ$  no plano do céu, obtemos uma diferença em  $\Delta \alpha \cos \delta = -1.5 \text{ mas}$  ( $-10$  km) e  $\Delta \delta = 4.5 \text{ mas}$  (29 km). Mesmo considerando os valores apresentados para  $5\sigma$  nessa situação, a incerteza nessas medidas

é menor que  $0.7 \text{ mas}$ .

A [Equação 7.4](#) mostra as coordenadas de Febe a partir dos resultados da ocultação. As incertezas associadas são oriundas, principalmente, da incerteza na posição da estrela (ver [Equação 7.1](#)). Uma vez que o catálogo Gaia-DR2 seja publicado, a posição de Febe pode ser rapidamente atualizada para o nível de acurácia determinada pela ocultação ( $0.7 \text{ mas}$ ).

$$2017 \text{ Jul } 06 \left\{ \begin{array}{l} \text{Hora} = 16 : 07 : 00 \\ \alpha = 17^{\text{h}}31^{\text{m}}03^{\text{s}}.0422 \pm 8 \text{ mas} \\ \delta = -22^{\circ}00'57''.355 \pm 6 \text{ mas} \end{array} \right. \quad (7.4)$$

## 8 Integração Numérica das Órbitas.

### Desenvolvimento do nosso código independente

#### 8.1 Introdução

A segunda versão do catálogo Gaia será publicada em 25 de Abril de 2018<sup>1</sup>, a maior fonte de erro na predição de uma ocultação estelar será a efeméride do objeto envolvido. Como mostrado por [Desmars et al. \(2015\)](#) para TNOs e Centauros, a possibilidade de atualizar suas efemérides frequentemente conforme novas observações são tomadas aumenta a probabilidade de que ocultações estelares sejam efetivamente observadas.

No caso dos satélites irregulares, [Gomes-Júnior et al. \(2016\)](#) também desenvolveram uma ferramenta para integração numérica de suas órbitas (ver [Seção 6.3](#)). Com isso, foi possível melhorar suas efemérides e observar pela primeira vez uma ocultação estelar pelo satélite de Saturno, Febe (ver [Capítulo 7](#)).

Em ambos os casos, as ferramentas foram desenvolvidas por pesquisadores franceses em colaboração com o Grupo de Astrometria do Rio de Janeiro. Isso nos dá acesso limitado às metodologias utilizadas e não permite um desenvolvimento independente em um tópico que está se tornando cada vez mais crucial. É importante lembrar que no Brasil não existem pesquisadores trabalhando com modelos orbitais de satélites naturais voltados para geração de efemérides.

Mesmo que novas efemérides sejam publicadas por outros autores, como [Brozović and Jacobson \(2017\)](#), do JPL/NASA, elas não são atualizadas com a frequência necessária para uma boa predição de ocultações estelares. Além disso, não são tomadas as devidas precauções indicadas por [Desmars et al. \(2015\)](#) que se mostraram efetivas nessa tarefa, como uma pesagem cuidadosa das observações.

Para preencher esta lacuna em nossos procedimentos, eu realizei um Doutorado Sanduíche no *Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides* do *Observatoire de Paris* entre Setembro de 2016 e Agosto de 2017. Nesse período, eu desenvolvi um código de modelagem numérica de órbitas voltado para satélites naturais, ajuste às observações e geração de efemérides. Ele foi realizado em colaboração com o doutorando Bruno Morgado do Observatório Nacional e sob a supervisão do Dr. Valéry Lainey.

---

<sup>1</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr2>

## 8.2 Modelo Dinâmico

O modelo dinâmico adotado é o mesmo de [Lainey et al. \(2004\)](#) e descrito em detalhes na tese de doutorado do Dr. Valéry Lainey ([Lainey, 2002](#)). Ele foi desenvolvido em um referencial planetocêntrico e utilizado para integração de órbita dos satélites Galileanos. A equação de movimento utilizada está apresentada na [Equação 8.1](#).

$$\ddot{\vec{r}}_i = -\frac{G(m_0 + m_i)\vec{r}_i}{r_i^3} + G \sum_{j=1, j \neq i}^{N+H} m_j \left( \frac{\vec{r}_j - \vec{r}_i}{r_{ij}^3} - \frac{\vec{r}_j}{r_j^3} \right) + G(m_0 + m_i) \nabla U_{i\hat{0}} + G \sum_{j=1, j \neq i}^{N+H} m_j \nabla U_{j\hat{0}} \quad (8.1)$$

onde  $\vec{r}_i$  e  $m_i$  são a posição e massa do objeto  $i$ ,  $r_i$  é a distância do objeto  $i$  ao primário,  $r_{ij}$  é a distância entre os objetos  $i$  e  $j$ ,  $G$  é a constante gravitacional Newtoniana,  $m_0$  é a massa do primário,  $\nabla U_{i\hat{0}}$  é o gradiente do potencial gravitacional gerado pelo achatamento, ou não homogeneidade da distribuição de massa, do primário sobre o objeto  $i$ ,  $N$  é o número de satélites na integração e  $H$  é o número de objetos perturbadores.

A [Equação 8.1](#) descreve a aceleração do objeto  $i$ . O primeiro termo é a força gravitacional causada pelo primário. O segundo termo é o somatório das forças gravitacionais causadas por outros satélites na integração e perturbadores externos, como o Sol, planetas, etc. O terceiro termo é a força gerada pelo achatamento do objeto primário. E o quarto e último termo é a perturbação indireta causada pelo achatamento do primário sobre os outros objetos da integração. A estrutura da equação apresentada é obtida de forma a caracterizar um sistema centrado em um referencial não-inercial.

Mais detalhes de sua dedução podem ser obtidas nos Volumes I e II de Métodos de Mecânica Celeste de Gerhard Beutler ([Beutler, 2005b,a](#)). [Peters \(1981\)](#) também demonstra a formulação para órbitas de satélites em um sistema baricêntrico.

O potencial gravitacional do primário sobre o objeto  $i$  é definido pela [Equação 8.2](#)

$$U_{i\hat{0}} = \sum_{n=2}^{\infty} \frac{E_r^n}{r_i^{n+1}} \left\{ -J_n P_n(\sin \phi_i) + \sum_{p=1}^n P_n^{(p)}(\sin \phi_i) [c_{np} \cos p\lambda_i + s_{np} \sin p\lambda_i] \right\} \quad (8.2)$$

onde  $E_r$  é o raio equatorial do primário,  $r_i$  é a distância do primário ao objeto  $i$ ,  $P_n(x)$  é o polinômio de Legendre de ordem  $n$  definido pela [Equação 8.3](#),  $\phi_i$  é a latitude do objeto  $i$  em relação ao plano equatorial do primário e  $\lambda_i$  é a longitude do objeto  $i$ .

$$P_n(x) = \frac{1}{2^n n!} \frac{d^n}{dx^n} [(x^2 - 1)^n] \quad (8.3)$$

$J_n$ ,  $c_{np}$  e  $s_{np}$  são parâmetros relacionados às condições internas do primário. Os  $J_n$  são os coeficientes harmônicos esféricos zonais sendo o  $J_2$  o mais significativo, expondo o

achatamento polar do planeta.  $c_{np}$  e  $s_{np}$  são os coeficientes harmônicos esféricos setoriais ( $n = p$ ) e tesserais ( $n \neq p$ ).

Esses parâmetros são normalmente obtidos a partir de ajustes orbitais de satélites naturais ou artificiais. Poucos objetos tem seus coeficientes harmônicos conhecidos. A Terra, obviamente, é a que tem mais coeficientes conhecidos. No caso de Júpiter, [Folkner et al. \(2017\)](#) publicou os coeficientes  $J_2$ ,  $J_4$ ,  $J_6$ ,  $J_8$ ,  $c_{22}$  e  $s_{22}$  a partir das duas primeiras órbitas da sonda Juno.

Uma vez dependendo da latitude e longitude dos satélites em relação ao equador do primário, as coordenadas do polo e a rotação do planeta também são incluídas no procedimento. Uma matriz de rotação é obtida para transformar entre o sistema de coordenadas no qual o sistema está sendo integrado  $(x_i, y_i, z_i)$  e o sistema de coordenadas equatoriais do primário  $(x'_i, y'_i, z'_i)$  no qual é calculado as latitudes e longitudes na [Equação 8.2](#). As coordenadas dos polos e modelos de rotação de diversos objetos do Sistema Solar podem ser encontrados no Relatório do Grupo de Trabalho da IAU sobre Coordenadas Cartográficas e Elementos Rotacionais publicados por [Archinal et al. \(2011\)](#).

As perturbações causadas pelo potencial gravitacional de um satélite  $i$  sobre um satélite  $j$  ou sobre o primário também podem ser calculadas e adicionadas à [Equação 8.1](#). Esse efeito, porém, é mais importante em satélites internos, como pode ser demonstrado por [Lainey \(2002\)](#). No caso de satélites externos, esses parâmetros não são conhecidos e as perturbações sofridas pelos achatamentos dos satélites internos são desprezíveis. Esses termos foram acrescentados ao código pelo doutorando Bruno Morgado, mas não serão apresentados nos cenários estudados neste trabalho.

Outras perturbações também podem ser adicionadas, tais como precessão e efeitos relativísticos. Porém, como mostrado por [Lainey \(2002\)](#), essas perturbações são pequenas quando aplicadas aos satélites Galileanos. Para os satélites irregulares elas seriam ainda menores e, portanto, não foram aqui incluídas.

## 8.3 Códigos Fortran

Resolver a [Equação 8.1](#) não é uma tarefa fácil. Para a maioria das situações, soluções analíticas são impraticáveis devido à complexidade das teorias de perturbação ([Emelyanov and Samorodov, 2015](#)) e, por isso, soluções numéricas são geralmente utilizadas. Devido às condições particulares do sistema Netuno-Tritão, um contra-exemplo é dado por [Emelyanov and Samorodov \(2015\)](#) que puderam determinar uma órbita analítica para a produção de efemérides de Tritão.

Como o estudo e análise de modelos orbitais analíticos não são o foco desse trabalho, adotamos um método numérico para o modelo dinâmico que pode ser utilizado de forma generalizada para qualquer sistema de satélites. O resultado foi uma gama de

códigos escritos em Fortran90.

A Equação 8.1 representa um conjunto de  $3N$  equações diferenciais, uma para cada coordenada de cada objeto, a serem resolvidas simultaneamente. A rotina mais utilizada para resolvê-las é o integrador RA15 apresentado por Everhart (1985). Ele utiliza um método de polinômios de Gauss-Radau de ordem 15. Ele foi desenvolvido em Fortran77 e tem por qualidade sua velocidade e acurácia. Rein and Spiegel (2015) propõem um novo integrador, denominado IAS15, e sugere que o RA15 pode apresentar erros em determinadas situações. Porém, por enquanto, utilizaremos o RA15.

O conjunto de códigos Fortran contém os seguintes códigos-fonte ou módulos:

1. `modules.f90`: Módulo Fortran onde são definidas as variáveis de relação entre unidades, de parâmetros físicos e funções de auxílio.
2. `read.f90`: Módulo Fortran onde são definidas as funções de leitura dos arquivos de entrada e suas formatações: arquivo com parâmetros de integração, arquivo com posições e velocidades iniciais dos objetos integrados, arquivo de observações, arquivo com coeficientes harmônicos esféricos, coordenadas do polo e rotação do primário e satélites; e arquivo com as coordenadas geodésicas dos sítios de observação.
3. `forces.f90`: Módulo onde é definida a função de força dada na Equação 8.1. As posições dos perturbadores externos são lidas a partir das efemérides utilizadas.
4. `GradU.f90`: Calcula o gradiente do potencial gravitacional dado pela Equação 8.2 do objeto  $i$  sobre o objeto  $j$ .
5. `radau.f`: Integrador RA15. Ele recebe as posições e velocidades iniciais no instante  $t_0$  e a função de força e retorna as posições e velocidades no instante  $t$ .
6. `main.f90`: Código-fonte principal que controla todo o processo de integração numérica.

No caso de perturbadores externos, a posição entre o perturbador e o planeta central é obtida a partir de uma efeméride. Para isso, são utilizadas as funções do NAIF/SPICE que podem ser encontradas online<sup>2</sup>. Os kernels que contém os modelos orbitais devem ser dos tipos aceitos pelo NAIF. Mais de um kernel pode ser usado para determinar o vetor entre o perturbador e o planeta central.

Com esses arquivos é possível fazer uma integração de órbita de um ou vários objetos ao longo do intervalo desejado. O arquivo de saída tem as posições dos objetos integrados separados por um intervalo fixo dado pelo usuário.

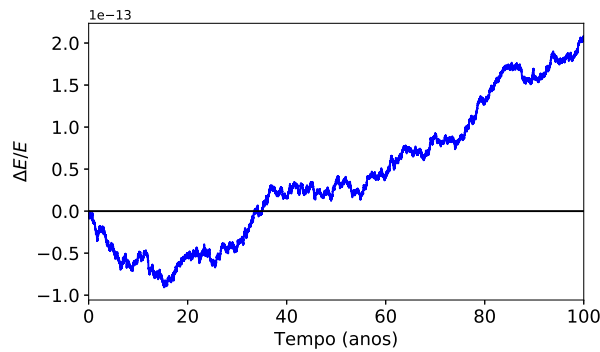
---

<sup>2</sup>NAIF/SPICE toolkit: <http://naif.jpl.nasa.gov/naif/toolkit.html>

Antes de aplicar a integração, é preciso testar e estimar um erro numérico para o integrador. Foram realizados, portanto, dois testes. O primeiro é o de conservação de energia, enquanto o segundo verifica a diferença entre as posições de duas órbitas determinadas num procedimento de ida e volta.

O primeiro teste utiliza-se do fato de que em um sistema dinâmico fechado, sem perturbador externo, a integral primeira da energia deve conservar-se. A energia total é calculada utilizando a [Equação 8.4](#) (Lainey, 2002) ao longo de 100 anos. Em seguida, calcula-se a variação da energia em relação à energia inicial do sistema  $(E(t) - E(t_0))/E(t_0)$ . Utilizando o sistema Netuno-Tritão como exemplo, a [Figura 8.1\(a\)](#) mostra a variação de energia relativa ao longo de um século. É possível ver que a energia relativa variou na ordem de  $10^{-13}$ , da ordem da precisão de máquina.

$$E = \sum_{i=1}^N \frac{m_i \dot{\vec{r}}_i^2}{2} - \frac{1}{2M} \left( \sum_{i=1}^N m_i \dot{\vec{r}}_i \right)^2 - \sum_{i=1}^N Gm_i m_0 \left( \frac{1}{r_i} + U \vec{i} \hat{0} \right) - \sum_{i=1}^{N-1} \sum_{j=i+1}^N \frac{Gm_i m_j}{r_{ij}} \quad (8.4)$$



(a) Energia Relativa

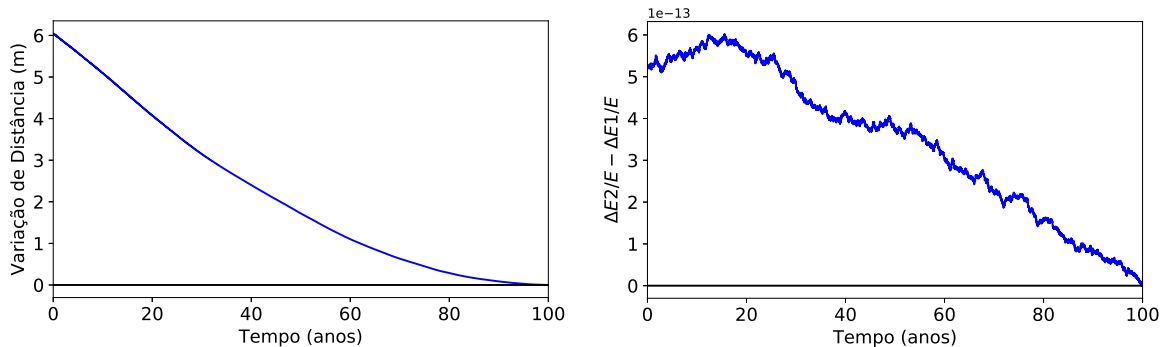
(b) Diferença de posição utilizando o *Back-Foward Method* (c) Energia utilizando o *Back-Foward Method*

Figura 8.1: Resultado do teste de conservação de energia e do *Back-Foward Method* utilizando o sistema Netuno-Tritão. A energia se mostrou conservando da ordem da precisão de máquina. Já no *Back-Foward Method* a posição e energia não parecem variar de forma significativa.



O segundo teste também foi realizado com o sistema Netuno-Tritão. Ele consiste em integrar o movimento do satélite ao longo de 100 anos ( $t_0 \rightarrow t_{100}$ ) e depois fazer a integração no sentido inverso ( $t_{100} \rightarrow t_0$ ) substituindo as condições iniciais pela solução final da primeira integração. Nesse caso, faz-se a diferença entre as posições obtidas na segunda integração pelas da primeira. Denominamos esse método de *Back-Forward Method*.

A Figura 8.1(b) mostra a diferença entre as posições das duas órbitas. É possível ver que a diferença obtida foi da ordem de poucos metros mostrando que a integração está consistente. Nesse caso foi utilizado um passo de 0.1 dias na integração. Esse teste pode ser utilizado para determinar um passo de integração ideal dependendo da qualidade desejada. Porém, quanto menor o passo, maior o tempo de processamento da integração.

Na Figura 8.1(c) é mostrada a variação de energia usando o *Back-Forward Method* em relação à energia inicial da primeira integração. É possível ver que a energia também se encontra da ordem da precisão de máquina.

## 8.4 Ajuste às Observações

### 8.4.1 Equações Variacionais

O principal objetivo desse trabalho é poder ajustar um modelo orbital às observações. O problema se encontra em determinar as condições iniciais da Equação 8.1 que minimizam a diferença (O-C) entre as posições determinadas pelo nosso modelo e as posições oriundas das observações.

Para isso utilizamos o método de equações variacionais. A Equação 8.1 é resolvida utilizando condições iniciais oriundas de uma efeméride. Por fim, essas condições iniciais são corrigidas de forma a melhor representar as observações.

Em um conjunto de  $K$  observações onde cada observação  $k$  representa uma posição no tempo e no espaço  $(t_k, \vec{r}_i^{(k)})$ , temos:

$$\Delta \vec{r}_i^{(k)} = \left( \vec{r}_i^{(k)} - \vec{r}_i^{(k)} \right) = \sum_{l=1}^{6N+M} \frac{\partial \vec{r}_i}{\partial c_l}(\vec{c}) \cdot \Delta c_l + O((\Delta c_l)^2) \quad (8.5)$$

onde  $c_l$  representa uma das  $6N + M$  condições iniciais do problema.  $6N$  representa as posições e velocidades dos  $N$  objetos na integração.  $M$  é o número de parâmetros físicos a serem determinados que podem ser, por exemplo, massas, coeficientes harmônicos esféricos, etc.

Ao considerar que a diferença entre as condições iniciais  $\Delta c_l = c'_l - c_l$  seja suficientemente pequena, podemos desprezar o termo de segunda ordem. A Equação 8.5 é

um sistema de três equações com  $6N + M$  parâmetros desconhecidos e pode ser resolvido pelo método de mínimos quadrados. Para isso, é preciso determinar  $\frac{\partial \vec{r}_i}{\partial c_l}$ .

A [Equação 8.1](#) pode ser representada por  $\frac{d^2 \vec{r}_i}{dt^2} = \frac{\vec{F}_i}{m_i}(\vec{r}, \dot{\vec{r}}, \vec{p})$ , onde  $\vec{p}$  é o vetor de parâmetros físicos. Ao derivá-la em relação à  $c_l$  temos:

$$\frac{\partial}{\partial c_l} \left( \frac{d^2 \vec{r}_i}{dt^2} \right) = \frac{\partial}{\partial c_l} \frac{\vec{F}_i}{m_i}(\vec{r}, \dot{\vec{r}}, \vec{p}) = \frac{1}{m_i} \left( \frac{\partial \vec{F}_i}{\partial \vec{r}} \frac{\partial \vec{r}}{\partial c_l} + \frac{\partial \vec{F}_i}{\partial \dot{\vec{r}}} \frac{\partial \dot{\vec{r}}}{\partial c_l} + \frac{\partial \vec{F}_i}{\partial \vec{p}} \frac{\partial \vec{p}}{\partial c_l} \right) \quad (8.6)$$

Geralmente  $\vec{F}_i$  não é função de  $\dot{\vec{r}}$  e, no caso deste trabalho em específico, não estaremos determinando novos parâmetros físicos. Além disso, como  $c_l$  é independente do tempo, podemos simplificar a equação para:

$$\frac{\partial}{\partial c_l} \left( \frac{d^2 \vec{r}_i}{dt^2} \right) = \frac{d^2}{dt^2} \left( \frac{\partial \vec{r}_i}{\partial c_l} \right) = \frac{1}{m_i} \sum_{j=1}^{3N} \frac{\partial \vec{F}_i}{\partial \gamma_j} \frac{\partial \gamma_j}{\partial c_l} \quad (8.7)$$

onde  $\gamma_j$  é uma coordenada qualquer do objeto  $j$ .

A [Equação 8.7](#) é uma equação diferencial de segunda ordem do tipo  $\frac{d^2 \vec{X}_i}{dt^2} = \sum_{j=1}^N g_i^j(t) \vec{X}_j$ . As condições iniciais desse sistema são 1 quando  $j = l$  e 0 quando  $j \neq l$ .

Retomando a [Equação 8.1](#), obtemos:

$$\begin{aligned} \frac{1}{m_i} \frac{\partial \vec{F}_i}{\partial \gamma_n} = & \frac{G(m_0 + m_i)}{r_i^3} \left( \frac{3\gamma_n \vec{r}_i}{r_i^2} - \varsigma \right) \delta_{in} + \frac{Gm_n}{r_n^3} \left( \frac{3\gamma_n \vec{r}_n}{r_n^2} - \varsigma \right) (1 - \delta_{in}) \\ & + \frac{Gm_n}{r_{in}^3} \left( \varsigma - \frac{3(\gamma_n - \gamma_i)(\vec{r}_n - \vec{r}_i)}{r_{in}^2} \right) (1 - \delta_{in}) \\ & - \sum_{j=1, j \neq i}^N \frac{Gm_j}{r_{ij}^3} \left( \varsigma - \frac{3(\gamma_j - \gamma_i)(\vec{r}_j - \vec{r}_i)}{r_{ij}^2} \right) \delta_{ij} \\ & + \left( G(m_0 + m_i) \frac{\partial}{\partial \gamma_n} \nabla U_{i\hat{0}} \right) \delta_{in} + \left( Gm_n \frac{\partial}{\partial \gamma_n} \nabla U_{n\hat{0}} \right) (1 - \delta_{in}) \end{aligned} \quad (8.8)$$

onde  $\delta_{in}$  é o delta de Kronecker,  $\varsigma = 1$  quando  $\gamma_n$  é da mesma componente de  $\vec{F}_i$  e  $\varsigma = 0$  quando não é da mesma componente.

Cada uma das  $3N$  equações de força devem ser derivadas em relação às  $6N$  condições iniciais. Dessa forma, a [Equação 8.7](#) representa um acréscimo de  $18N^2$  equações diferenciais a serem integradas simultaneamente à [Equação 8.1](#). Assim, um novo módulo Fortran é criado:

7. `variationals.f90`: Chamada da função *force* ([Item 3](#)), retorna o resultado das  $18N^2$  equações variacionais. Os valores obtidos para  $\frac{\partial \vec{r}_i}{\partial c_l}$  para cada instante de tempo desejado é impresso em um arquivo de saída separado.

Para testar se as equações variacionais estão funcionando corretamente no código, um simples procedimento é feito. Utilizando a [Equação 8.5](#) podemos ver que uma

pequena variação em uma condição inicial deve representar uma variação linear na posição do objeto. Dessa forma, se adicionarmos uma pequena variação  $\epsilon$  a uma condição inicial  $c_l$  qualquer, nós temos que:

$$\vec{r}_i(c_1, \dots, c_l + \epsilon, \dots, c_{6N}) - \vec{r}_i(c_1, \dots, c_l - \epsilon, \dots, c_{6N}) \cong 2\epsilon \frac{\partial \vec{r}_i}{\partial c_l} \quad (8.9)$$

Como teste, a órbita de cada satélite Galileano foi integrada num intervalo de tempo de 25 anos. Em seguida mudamos a condição inicial da coordenada Z de Ganymede de  $\epsilon = 10$  m. A [Figura 8.2](#) mostra a porcentagem de variação entre os lados esquerdo e direito da [Equação 8.9](#) para a posição de Ganymede. É possível ver que a diferença entre os dois termos, calculados separadamente, é menor que 0.006%. Os pontos evidentemente acima da média são obtidos quando o valor da equação variacional é muito próximo a zero.

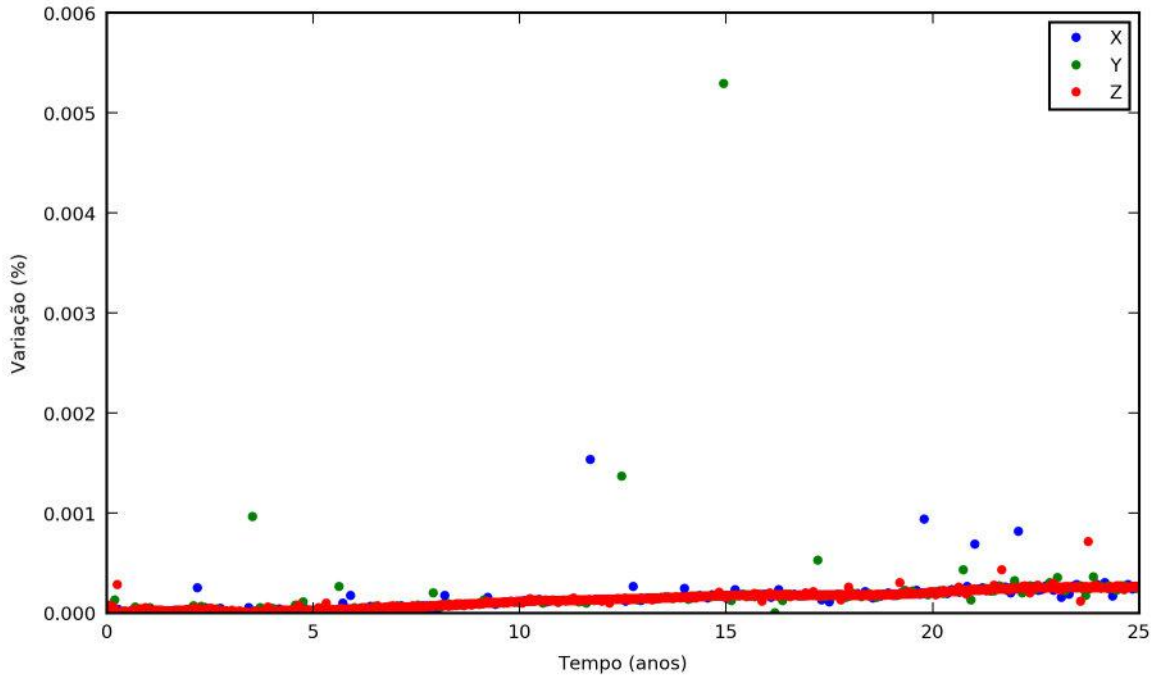


Figura 8.2: Variação entre os lados esquerdo e direito da [Equação 8.9](#) ao mudarmos em 10 m a condição inicial da coordenada Z do satélite Ganymede.

Usualmente, as observações não são as coordenadas cartesianas dos objetos para os instantes observados, mas sim as coordenadas esféricas  $(\alpha, \delta)$  no plano do céu. Portanto, é necessário converter as coordenadas e equações variacionais de saída do modelo para o sistema de coordenadas da observação. Tendo em conta as coordenadas do corpo central em relação ao observador  $(X, Y, Z)$  e as coordenadas do satélite  $i$  em relação ao

planeta central  $(x_i, y_i, z_i)$ , a conversão é dada pelas seguintes igualdades:

$$\begin{aligned} X + x_i &= r_{T_i} \cos \delta_i \cos \alpha_i \\ Y + y_i &= r_{T_i} \cos \delta_i \sin \alpha_i \\ Z + z_i &= r_{T_i} \sin \delta_i \end{aligned} \quad (8.10)$$

onde  $r_{T_i}$  é a distância do observador ao satélite. O tempo de luz também é considerado durante a integração para que a posição do satélite corresponda ao instante correto.

Para converter as coordenadas nas equações variacionais é preciso utilizar a [Equação 8.11](#):

$$(O - C)_i = \begin{cases} \Delta \alpha_i^{(k)} = \sum_{j=1}^3 \frac{\partial \alpha_i}{\partial \gamma_j} \left( \sum_{l=1}^{6N+M} \frac{\partial \gamma_j}{\partial c_l} (\vec{c}) \cdot \Delta c_l \right) \\ \Delta \delta_i^{(k)} = \sum_{j=1}^3 \frac{\partial \delta_i}{\partial \gamma_j} \left( \sum_{l=1}^{6N+M} \frac{\partial \gamma_j}{\partial c_l} (\vec{c}) \cdot \Delta c_l \right) \end{cases} \quad (8.11)$$

onde  $\frac{\partial \alpha_i}{\partial \gamma_j}$  e  $\frac{\partial \delta_i}{\partial \gamma_j}$  são definidos por:

$$\begin{bmatrix} \frac{\partial \alpha_i}{\partial x_i} & \frac{\partial \alpha_i}{\partial y_i} & \frac{\partial \alpha_i}{\partial z_i} \\ \frac{\partial \delta_i}{\partial x_i} & \frac{\partial \delta_i}{\partial y_i} & \frac{\partial \delta_i}{\partial z_i} \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} -\frac{\sin \alpha_i}{r_{T_i} \cos \delta_i} & \frac{\cos \alpha_i}{r_{T_i} \cos \delta_i} & 0 \\ -\frac{\sin \delta_i \cos \alpha_i}{r_{T_i}} & -\frac{\sin \delta_i \sin \alpha_i}{r_{T_i}} & \frac{\cos \delta_i}{r_{T_i}} \end{bmatrix} \quad (8.12)$$

Com esse fim, um novo módulo **Fortran** foi adicionado aos códigos-fonte:

8. `xyz2radec.f90`: Converte a saída das posições e equações variacionais do programa principal ([Item 6](#)) de coordenadas cartesianas para coordenadas esféricas no ICRS. Ao dar os locais e instantes de observação, o módulo calcula automaticamente o tempo de luz da observação.

## 8.4.2 Teste de ajuste

Com esse procedimento podemos ajustar o nosso modelo às observações. Para isso, dois novos módulos **Fortran** foram implementados.

9. `MDC.f`: Contém a função `lfrit` do *Numerical Recipes* em FORTRAN77. Ele faz o procedimento de mínimos quadrados obtendo novas condições iniciais.
10. `fitorb.f90`: Esse código gerencia o processo de ajuste do modelo às observações. Ele faz o loop gerando um modelo, ajusta-o às observações, substitui as condições iniciais pelas obtidas no ajuste e refaz o procedimento até convergir. Atualmente, o código está fixado em quatro iterações.

Para testar a capacidade de ajuste do código, fizemos um teste com parâmetros controlados. Nesse teste, modificamos as condições iniciais dos Galileanos e integramos a órbita gerando mil saídas aleatórias dentro de um período de 10 anos. Em seguida,

retornamos as condições iniciais anteriores e rodamos o ajuste na expectativa de que as variações aplicadas sejam re-obtidas. A [Tabela 8.1](#) mostra os resultados para as 2 primeiras iterações e os resultados finais após as quatro iterações. Os valores aplicados às condições iniciais foram: Io (+200, -50, 130) metros, Europa (+75, +230, -90) metros, Ganymede (-55, -120, -80) metros e Callisto (+100, +100, +100) metros.

Tabela 8.1: Teste de ajuste utilizando observações geradas a partir de uma órbita modificada dos satélites Galileanos.

Iteração 1			
	$\Delta X$ (m)	$\Delta Y$ (m)	$\Delta Z$ (m)
Io	212	-89	94
Europa	66	260	-69
Ganymede	-37	-140	-90
Callisto	100	100	100
Iteração 2			
	$\Delta X$ (m)	$\Delta Y$ (m)	$\Delta Z$ (m)
Io	-12	39	36
Europa	9	-30	-21
Ganymede	-18	20	10
Callisto	00	00	00
Resultado Final			
	$\Delta X$ (m)	$\Delta Y$ (m)	$\Delta Z$ (m)
Io	200	-50	130
Europa	75	230	-90
Ganymede	-55	-120	-80
Callisto	100	100	100

Como pode ser visto na [Tabela 8.1](#), ao integrar os satélites Galileanos, uma iteração apenas não é o suficiente para o ajuste convergir às condições iniciais corretas, com exceção de Callisto. Porém, a convergência é atingida após a segunda iteração. Para as iterações 3 e 4, os valores obtidos foram menores que o metro, por isso não são apresentados na tabela. Ao fim das 4 iterações, os valores convergiram até a casa do centímetro.

## 8.5 Aplicação aos Satélites Irregulares

Uma vez que o código está testado e produz os resultados esperados, podemos aplicá-lo a observações reais. Assim, escolhemos integrar as posições dos satélites irregulares apresentados na [Seção 6.2](#). Com isso, podemos comparar a performance do nosso código com a do modelo STE apresentado na [Subseção 6.3.1](#).

O ajuste foi feito para os satélites Himalia, Elara, Lysithea e Leda, ao mesmo tempo, já que pertencem à mesma família orbital. Assim, imitamos o procedimento feito pelo STE. Para uma justa comparação, utilizamos os mesmos perturbadores: os planetas, a Lua, os satélites Galileanos, os harmônicos esféricos zonais de Júpiter  $J_2$ ,  $J_4$  e  $J_6$ , e o Sol; usando os mesmos kernels e os mesmos parâmetros físicos utilizados como entrada no modelo STE.

O modelo foi ajustado às mesmas observações que o STE, publicadas em [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#), utilizando as posições do STE no instante J2000 como condição inicial do sistema. A [Tabela 8.2](#) mostra a correção obtida às condições iniciais para o melhor ajuste às observações. Portanto, elas são as diferenças entre os dois modelos para o instante de referência. A [Tabela 8.3](#) reflete essa diferença em termos de elementos orbitais. Para esse cálculo, um novo módulo foi adicionado aos códigos:

11. `xyz2elem.f90`: Converte a saída do código principal ([Item 6](#)) de coordenadas cartesianas para elementos orbitais no referencial do plano do equador do planeta.

Tabela 8.2: Correção aplicada às condições iniciais, i.e. diferença entre as posições do STE e da nossa integração no instante J2000.

Satélite	$\Delta x$ (km)	$\Delta y$ (km)	$\Delta z$ (km)	$\Delta \dot{x}$ (km/s)	$\Delta \dot{y}$ (km/s)	$\Delta \dot{z}$ (km/s)
Himalia	0.21	-1.97	-0.69	$7.54 \times 10^{-8}$	$-8.67 \times 10^{-7}$	$3.00 \times 10^{-7}$
Elara	22.04	-12.35	-11.17	$7.41 \times 10^{-6}$	$5.96 \times 10^{-6}$	$-1.85 \times 10^{-6}$
Lysithea	18.66	-12.94	-22.20	$9.23 \times 10^{-6}$	$5.83 \times 10^{-7}$	$-1.06 \times 10^{-6}$
Leda	-13.20	-8.25	5.26	$1.47 \times 10^{-6}$	$2.21 \times 10^{-6}$	$5.75 \times 10^{-7}$

É possível ver que o modelo orbital obtido para os quatro satélites calculados pelo nosso método é semelhante ao do STE publicado em [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#). Como esperado, para Himalia, que possui mais observações, as diferenças determinadas são as menores de todo o conjunto. No geral as diferenças ficaram pequenas, na ordem de poucos quilômetros. Além disso, os elementos orbitais calculados para o instante J2000 estão dentro das margens de erro publicadas pelo STE.

Com as novas condições iniciais determinadas, integramos as órbitas dos quatro satélites entre os anos de 1996 e 2020 e comparamos com o STE no mesmo período. A

Figura 8.3 mostra a diferença entre as órbitas integradas pelo nosso código e o STE. Em nenhum dos casos a diferença orbital é maior que 40 *mas*, sendo que para Himalia, essa diferença é menor que 10 *mas*. Nota-se que a diferença em  $\Delta\alpha \cos \delta$  é majoritariamente maior que  $\Delta\delta$  devido à paralaxe, causada pela diferença entre as distâncias planeta-satélite entre as duas efemérides.

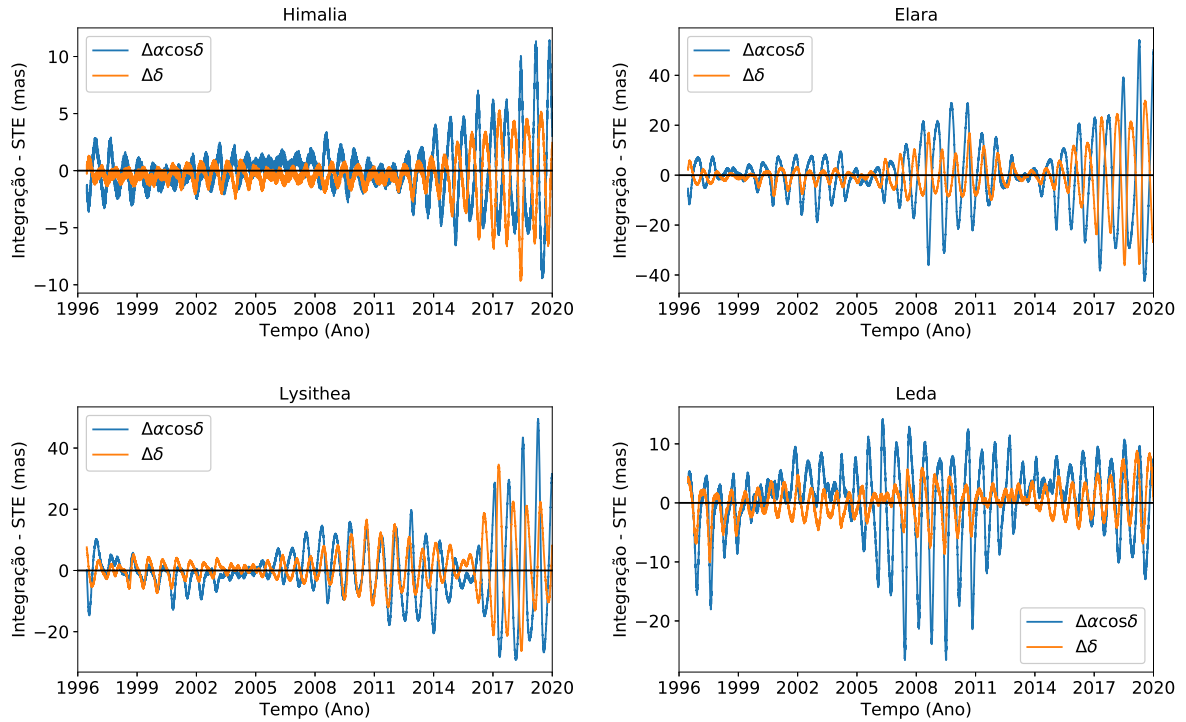


Figura 8.3: Diferença entre os modelos determinados pelo código apresentado na Seção 8.3 e pelo STE utilizando as mesmas observações.

Os modelos dinâmicos de nossa integração e do STE são teoricamente idênticos. Porém a sua implementação nos respectivos códigos contém pequenas diferenças de procedimentos que podem levar às diferenças observadas. Como o código STE não está disponível, não é possível saber ao certo quais as diferenças entre os procedimentos que resultaram nas diferenças observadas. Entretanto, a nossa integração orbital se mostrou consistente, sendo capaz de obter os resultados esperados nos testes realizados, e, por fim, obtendo resultados semelhantes aos publicados por outros autores.

Tabela 8.3: Comparação entre os Elementos Orbitais Osculadores para os satélites irregulares de Júpiter em JD 2451545.0 com respeito ao centro de Júpiter obtidos pelo STE e pelo nosso código de integração orbital.

Satélite	Método	a (km)	e	I°	$\Omega^\circ$	$\omega^\circ$	$v^\circ$
Himalia	STE	$11372100 \pm 500$	$0.166 \pm 0.002$	$45.14 \pm 0.15$	$39.77 \pm 0.19$	$351.48 \pm 0.46$	$97.35 \pm 0.48$
	Integ	11371873	0.166	45.14	39.77	351.47	97.31
Elara	STE	$11741170 \pm 690$	$0.222 \pm 0.002$	$28.64 \pm 0.18$	$68.42 \pm 0.43$	$179.82 \pm 0.56$	$339.08 \pm 0.82$
	Integ	11741419	0.222	28.64	68.42	179.83	339.02
Lysithea	STE	$11739900 \pm 1300$	$0.136 \pm 0.004$	$51.12 \pm 0.27$	$5.53 \pm 0.52$	$53.0 \pm 1.5$	$318.9 \pm 2.0$
	Integ	11739779	0.136	51.12	5.53	52.95	318.88
Leda	STE	$11140300 \pm 4300$	$0.173 \pm 0.007$	$16.15 \pm 0.75$	$272.6 \pm 1.7$	$212.2 \pm 3.6$	$218.8 \pm 3.2$
	Integ	11140271	0.173	16.15	272.63	212.16	218.81

**Notes:** a: semi-eixo maior; e: excentricidade; I: inclinação relativa ao plano de referência equatorial J2000;  $\Omega$ : longitude do nodo ascendente;  $\omega$ : argumento do periastro;  $v$ : anomalia verdadeira.



## 8.6 Estimativa de Incerteza e Geração de Efemérides

Por fim, duas características foram acrescentadas ao código que não foram discutidas nas seções anteriores. São elas: a estimativa de incerteza do ajuste e sua propagação ao longo do tempo; e a criação de kernels que representem o modelo orbital desenvolvido para publicação e utilização independente.

Estimar a incerteza das efemérides é importante, principalmente no contexto de predição de ocultações estelares, porém não é uma tarefa fácil. Eles podem se originar de um erro no modelo de forças perturbadores, da não acurácia dos métodos computacionais e dos erros observacionais. Esse último, majoritariamente, é a principal fonte de erro das efemérides. Existem, entretanto, diversos métodos na literatura que realizam essa tarefa.

[Emelyanov \(2010\)](#), por exemplo, calcula a distribuição gaussiana do  $O - C$  resultante de sua integração numérica. Em seguida, ele fornece ruídos aleatórios baseados nessa distribuição para um conjunto de amostras aleatórias das observações. Por fim, cada conjunto é integrado e uma efeméride é determinada. A incerteza, então, é estimada a partir do desvio-padrão gerado pelas diferentes efemérides.

[Desmars et al. \(2015\)](#) utilizam a raiz quadrada da diagonal da matriz de covariância  $\Lambda_0$  oriunda do ajuste como estimativa para a incerteza dos parâmetros no instante de referência. Em seguida, ele propaga essa matriz para qualquer instante utilizando a equação:

$$\Lambda_t = A(t)\Lambda_0A(t)^T \quad (8.13)$$

onde  $A(t)$  é a matriz de derivadas parciais definidas na [Subseção 8.4.1](#).

O método usado por [Desmars et al. \(2015\)](#), além de ser mais simples, tem estimado bem as incertezas nas posições de TNOs, como pode ser visto pelo crescente aumento de observações de ocultações estelares por esses objetos. Por essa razão, esse foi o método adotado em nosso código. Porém, para que a incerteza seja estimada corretamente nesse método, é necessário que todas as observações sejam propriamente ponderadas.

O código apresentado aqui está preparado para receber a incerteza de todas as coordenadas de cada observação. Porém, quando se tem um conjunto não-homogêneo de observações, vindos de diversos observadores, observados com diversos telescópios, câmeras, filtros e CCDs ou placas fotográficas, reduzidas com diferentes catálogos de referência, ponderar cada posição deve ser feito com muito cuidado.

[Desmars et al. \(2015\)](#) utiliza um processo de ponderamento analisando estatisticamente os offsets obtidos para cada observatório e para cada catálogo de referência utilizado após um primeiro ajuste às observações. Além disso, ele se preocupa em ponderar noites separadamente, uma vez que ao utilizar pesos individuais, noites com muitas observações tendem a ser mais significativas que noites com poucas observações. Posições oriundas de ocultações estelares tem pesos maiores uma vez que essa técnica produz uma

posição muito mais precisa que com a astrometria usual.

Na integração numérica apresentada na [Seção 8.5](#), uma incerteza igual a 40 *mas* foi dado todas as observações para determinação dos pesos. Erros da ordem de 10 km na posição de Himalia a 40 km na posição de Leda foram determinados. Nesse caso, todo o conjunto de observações foi reduzido pelo mesmo catálogo de referência. Porém, ainda assim, os diferentes instrumentos utilizados, além da diferença no número de observações por noite, podem causar erros sistemáticos. Uma análise profunda para uma pesagem apropriada das observações dos satélites irregulares permitirá a determinação de uma efeméride mais precisa.

Uma vez que o catálogo Gaia-DR2 seja publicado, ele será o principal catálogo de estrelas de referência a ser utilizado na reduções astrométricas. É importante que as observações antigas sejam re-reduzidas utilizando esse catálogo. Recuperação de placas fotográficas, como realizada por [Robert et al. \(2016\)](#), se torna essencial. Ou seja, novas reduções com o catálogo Gaia permitirá que sejam desenvolvidos modelos dinâmicos cada vez mais precisos [Arlot et al. \(2012\)](#).

Ao fim de todo o processo de integração, é preciso viabilizar as efemérides para que ela possa ser utilizada por outros autores. Na falta de uma função analítica que produza as posições dos objetos para qualquer instante de tempo, é necessário publicar numericamente o trecho de interesse da órbita.

Atualmente, a maioria dos autores utiliza sequencias de polinômios de Chebyshev que representam pequenos trechos da órbita dos objetos. Essa classe de polinômios é a que apresenta o menor erro entre a função estimada e sua aproximação ([Chapront, 1977](#)). Com isso é possível representar uma maior porção de órbita utilizando menos parâmetros, diminuindo o tamanho do arquivo.

Devido às características do polinômio de Chebyshev, os  $N + 1$  coeficientes para um polinômio de ordem  $N$  podem ser diretamente calculados a partir dos dados quando esses dados estão localizados nos zeros da função  $T_N(x)$ . Isso acontece porque nesses pontos a diferença entre a função a ser ajustada  $f(x)$  e o polinômio é zero. Para esse fim, foram criados mais dois módulos **Fortran**:

12. `chebyshev.f90`: Contém a função `chebft` do *Numerical Recipes*. Essa função recebe as posições correspondentes aos zeros da função de Chebyshev de ordem  $N$  e retorna os coeficientes determinados.
13. `criabsp.f90`: Esse código calcula os instantes dentro do intervalo  $[t_1, t_2]$  correspondentes aos zeros da função de Chebyshev, roda o código principal ([Item 6](#)) para esses instantes, chama o [Item 12](#) e cria um arquivo binário no formato padrão BSP utilizando as funções do NAIF/SPICE contendo todos os coeficientes.

Como exemplo, criamos um arquivo BSP para os quatro satélites irregulares

utilizados na [Seção 8.5](#). Foram gerados polinômios de Chebyshev de grau 14 para cada intervalo de 5 dias. Em seguida, geramos posições aleatórias através do código de integração e comparamos com o obtido através do arquivo binário para os mesmos instantes. Para essas condições, uma diferença máxima de 84 metros foi obtida entre as duas fontes.

Com isso concluímos que o arquivo BSP está representando bem o modelo orbital gerado pelo código de integração. A escolha do polinômio e do intervalo é implícita ao usuário e depende da qualidade desejada. Além disso, as características da órbita também influenciam na escolha desses parâmetros.

## 9 Netuno e Tritão

### 9.1 Introdução

Tritão é um satélite de Netuno que, diferentemente dos satélites regulares dos outros planetas, possui uma órbita retrógrada, circular e altamente inclinada. Devido à sua configuração orbital é muito provável que Tritão tenha sido capturado por Netuno (McKinnon and Kirk, 2007). Ele possui um raio de  $1353.4 \pm 0.9$  km (Thomas, 2000), sendo portanto pouco maior que Plutão, e seus parâmetros físicos mostram similaridades com os do planeta anão (Nimmo and Spencer, 2015).

Dentre os diversos mecanismos propostos para a captura do satélite, o mais provável foi proposto por Agnor and Hamilton (2006) onde Tritão seria capturado através da dissociação de um sistema binário de planetesimais ao passar próximo a Netuno. Após a captura, a órbita de Tritão seria encolhida e circularizada para sua órbita atual. Um dos possíveis mecanismos seria a interação gravitacional com Netuno, i.e., efeito de maré (Nogueira et al., 2011). As marés associadas à sua captura podem ter fortemente aquecido e transformado seu interior.

Durante a circularização da órbita, o aquecimento causado por efeito de maré teria aumentado chegando a um fluxo de calor de  $\sim 2-4$  W.m<sup>-2</sup>, comparáveis às medidas atualmente para Io (McKinnon and Kirk, 2007). Entretanto, Nimmo and Spencer (2015) propõem que, se Tritão foi capturado cedo na evolução do Sistema Solar, a energia liberada durante sua captura deveria ter sido perdida e não pode ser responsável pela atividade geológica atual do satélite.

A Tabela 9.1 mostra as cores para Tritão (Pascu et al., 2006) e Netuno (Schmude et al., 2016). Como pode ser visto, Netuno apresenta uma cor muito mais azulada do que Tritão. Isso se deve a Netuno apresentar um baixo albedo em comprimentos de onda maiores que 6000 Å (Karkoschka, 1998) devido à alta absorção nas bandas de metano. Por outro lado, gelo de metano na superfície de Tritão pode ser a causa da coloração mais avermelhada do satélite (McKinnon and Kirk, 2007).

Observações feitas desde 1952 mostram um "azulamento" secular em Tritão (Pascu et al., 2006). Pascu et al. (2006) também evidenciaram um episódio de avermelhamento que aconteceu em 1997 onde a cor B-V de Tritão ficou maior que 0.9. Um evento semelhante já havia sido identificado em 1977 por Cruikshank et al. (1979). Pascu et al. (2006) especulam que uma possível causa desses eventos é um aumento na atividade de gêiseres em Tritão.

Para Netuno, Schmude et al. (2016) mostrou um aumento de brilho secular nas

Tabela 9.1: Cores de Tritão, publicadas por [Pascu et al. \(2006\)](#), e Netuno, publicadas por [Schmude et al. \(2016\)](#). *Leading* se refere ao hemisfério de Tritão que está na direção de seu movimento. *Trailing* se refere ao hemisfério oposto.

Objeto	U-B	B-V	V-R	R-I	V-I
Tritão ( <i>leading</i> )		$+0.696 \pm 0.009$			$+0.776 \pm 0.006$
Tritão ( <i>trailing</i> )		$+0.699 \pm 0.006$			$+0.776 \pm 0.007$
Netuno	+0.14	+0.39	-0.29	-1.05	-1.34*

\* não disponível na fonte original, calculado a partir das cores V-R e R-I de [Schmude et al. \(2016\)](#).

bandas B, V, R e I a partir de observações feitas desde 1954. Eles também identificaram, a partir de observações do telescópio espacial *Hubble*, uma variação em Netuno de cerca de 0.1 magnitude na banda I dentro de poucas horas causada pela presença de nuvens na atmosfera do planeta.

Desde a passagem da *Voyager2* em 1989 ([Smith et al., 1989](#)), o sistema de Netuno não foi mais visitado por nenhuma sonda. No caso, a *Voyager2* observou o sistema em um intervalo de apenas 6 meses e nunca chegou a orbitar o planeta. Diferentemente de Júpiter e Saturno, a órbita de Netuno é determinada principalmente a partir de observações de solo.

Como está mostrado na [Seção 9.2](#), observações de solo de Netuno apresentam problemas que se não forem tratados com o devido cuidado, resultam em erros sistemáticos de grandes proporções. Como exemplo, os modelos orbitais mais recentes para Netuno feitos pelos dois principais grupos de geração de efemérides planetárias, a DE436 (JPL, [Folkner, 2016](#)) e a INPOP17a (IMCCE, [Viswanathan et al., 2017](#)) apresentam diferenças entre si que podem chegar a 45 *mas* em  $\Delta\alpha \cos \delta$  e 55 *mas* em  $\Delta\delta$  entre 1990 e 2020.

Na expectativa de melhorar esse cenário, foi realizado um grande trabalho de redução astrométrica das imagens de Netuno e Tritão observados no Observatório do Pico dos Dias. O processo de redução, que inclui correção de fase solar e, principalmente, de refração cromática diferencial, é apresentado na [Seção 9.2](#).

Tritão é um dos poucos objetos do sistema solar que possuem atmosfera a qual é constituída principalmente de  $N_2$ . A combinação entre a grande obliquidade do eixo de rotação de Netuno e a grande inclinação da órbita de Tritão dá ao satélite um complicado e extremo ciclo sazonal ([McKinnon and Kirk, 2007](#)). A extrema variação da latitude subsolar em Tritão causa bruscas variações na distribuição de nitrogênio congelado na superfície do objeto de forma que a calota polar pode chegar até próximo ao equador do satélite ([Hansen and Paige, 1992](#)).

Modelos de [Hansen and Paige \(1992\)](#) preveem que a pressão atmosférica na

superfície de Tritão estaria em ascensão. De fato, valores publicados por [Gurrola \(1995\)](#), [Olkin et al. \(1997\)](#), [Sicardy et al. \(1998\)](#) e [Elliot et al. \(2000\)](#) mostram um aumento na pressão atmosférica superficial do satélite ao longo do tempo. As três últimas medidas foram feitas a partir de ocultações estelares. Essa técnica é a que proporciona melhores resultados a partir de observações de solo.

Desde a ocultação de 1997, publicada por [Elliot et al. \(2000\)](#), a seguinte só foi observada em 2008 (Sicardy et al., comunicação privada), porém teve apenas 2 cordas, observadas em La Réunion e na Namíbia, na África. Devido à presença de atmosfera e o fato de que uma das cordas ter passado tangente ao corpo, observando apenas a atmosfera, a localização das cordas em relação ao centro do objeto fica mal determinada. Assim, os modelos de atmosfera ficaram restritos às incertezas na localização das cordas, e, portanto, na posição de Tritão. Uma vez que uma posição mais precisa pra estrela e uma efeméride de Tritão melhor determinada estejam disponíveis, é possível recuperar a geometria do evento.

Ao longo do desenvolvimento deste trabalho, foi previsto uma ocultação para o dia 05 de Outubro de 2017. Devido as condições favoráveis do evento, um grande trabalho de predição foi realizado. Na [Seção 9.3](#), serão descritas a predição e a observação da ocultação em questão.

## 9.2 Astrometria

Desde 1992, quando câmeras CCD de grande campo foram instaladas nos telescópios do OPD, Netuno e Tritão têm sido constantemente observados pelo nosso grupo. Até 2017, mais de 4000 observações foram feitas nos 3 telescópios utilizando diversos CCDs (IKON, IXON, CCD101, CCD106, ...) e filtros (B, V, R, I, Clear e Metano). Para comparação, [Emelyanov and Samorodov \(2015\)](#) utilizam um total de 10254 observações de Tritão obtidas entre 1847 e 2012 para modelar a órbita do satélite.

Muitas das mais antigas imagens FITS não continham coordenadas nos cabeçalhos ou elas estavam erradas. Devido à diferença de brilho entre Netuno e Tritão, muitas noites tinham dois conjuntos de exposições. O primeiro com curto tempo de exposição onde Netuno não está saturado na imagem, mas há poucas estrelas de referência no campo. O segundo com tempo de exposição mais alta, onde Tritão tem um maior sinal-ruído e há mais estrelas de referência, porém a imagem de Netuno está saturada.

Na [Tabela 9.2](#) está resumido o número final de observações para Tritão e Netuno, ou seja, desconsiderando todas as observações onde Netuno está saturado. A tabela também contém o número de posições onde Netuno não-saturado e Tritão estão na mesma imagem. Essa circunstância é importante no contexto da *precision premium* descrita por [Pascu \(1994\)](#) e [Peng et al. \(2008\)](#).

Tabela 9.2: Número de posições identificadas de Netuno e Tritão por telescópio. Match: Número de observações de Netuno e Tritão identificados na mesma imagem. Estes são os números finais após todo o processo descrito nesta seção.

Telescópio	Netuno	Tritão	Match
160	1130	1593	948
IAG	2473	2769	1980
Zeiss	300	392	259
Total	3903	4754	3187

A [Figura 9.1](#) mostra a distribuição de posições onde Netuno e Tritão foram identificados na mesma imagem por ano. A [Tabela 9.3](#) mostra a distribuição das mesmas posições por filtro para cada telescópio.

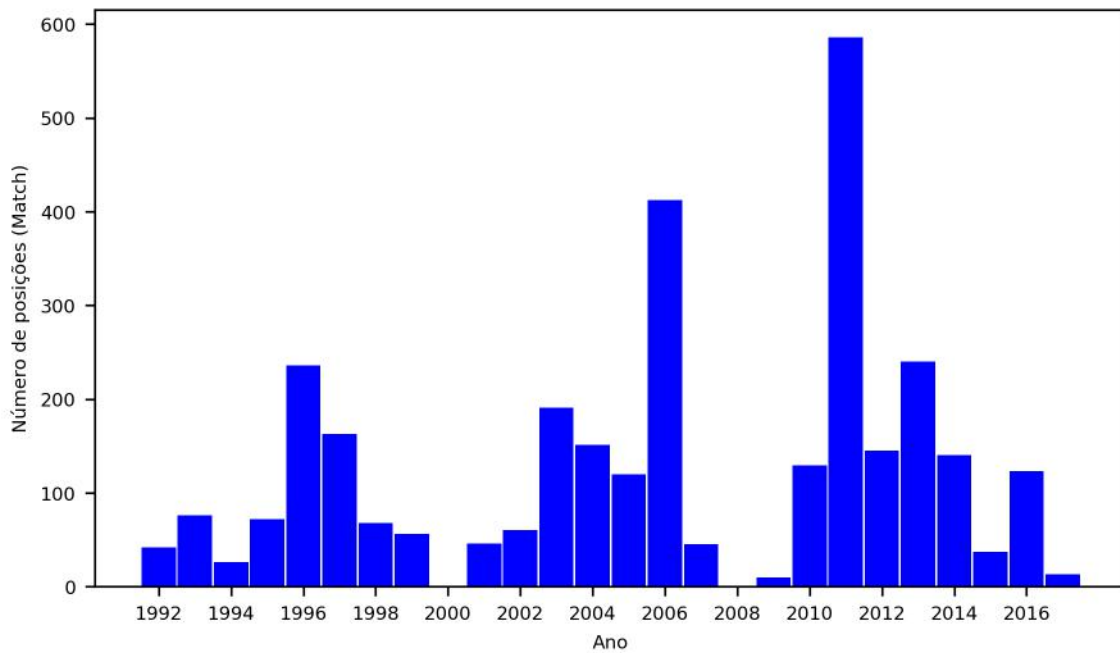


Figura 9.1: Distribuição de posições com Netuno e Tritão na mesma imagem por ano para todos os telescópios.

As imagens foram reduzidas utilizando o pacote *PRAIA*. Para evitar a perda de imagens com coordenadas erradas, foram utilizadas as coordenadas das efemérides como entrada. O catálogo de referência utilizado foi o UCAC5 e as efemérides utilizadas para identificar Netuno e Tritão nas imagens são oriundas da DE435+NEP081 do JPL. As posições onde as imagens de Netuno estavam saturadas e onde haviam menos de 5 estrelas de referência foram removidas dos resultados.

Na [Tabela 9.4](#) são apresentados as incertezas médias em X e Y da Gaussiana

Tabela 9.3: Número de posições com Netuno e Tritão na mesma imagem por filtro para cada telescópio.

Telescópio	Clear	B	V	R	I	Metano
160	611	13	5	7	312	-
IAG	766	19	189	190	816	-
Zeiss	202	-	-	-	57	-

bidimensional circular utilizada para ajustar a PSF dos objetos e a incerteza média dos offsets. É possível ver que tanto para Netuno quanto para Tritão, independente do telescópio, o erro gaussiano é menor do que o erro médio determinado para os offsets de posição em relação às efemérides.

Tabela 9.4: Tabela de erros do processo de redução. O Erro Gaussiano significa a incerteza na medida da PSF gaussiana circular bidimensional nas coordenadas (X, Y) do objeto. Erros médios dos offsets são as médias das dispersões das posições observadas em relação às efemérides, para cada noite.

Telescópio/Objeto	Erro Gaussiano (mas)	Erro médio dos offsets	
		$\Delta\alpha \cos \delta$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)
160/Netuno	$10 \pm 8$	29	34
160/Tritão	$12 \pm 7$	23	28
IAG/Netuno	$11 \pm 12$	31	33
IAG/Tritão	$20 \pm 13$	27	31
Zeiss/Netuno	$9 \pm 4$	42	46
Zeiss/Tritão	$25 \pm 12$	30	35

Uma vez que Netuno e Tritão estão muito próximos no campo ( $\sim 12''$ ), foi realizado um teste com a técnica de coronagrafia digital, nos mesmos moldes aplicados por [Camargo et al. \(2015\)](#) para os satélites de Urano, para verificar se a luz espalhada de Netuno estaria influenciando na medida do fotocentro de Tritão. O procedimento de coronagrafia digital faz parte do pacote *PRAIA* e foi desenvolvido para se observar os satélites principais de Urano durante os fenômenos mútuos de 2007 ([Assafin et al., 2009](#)). A técnica consiste em computar o perfil de luz do objeto mais brilhante dado uma área. A imagem original, então, é subtraída do perfil do objeto gerando uma imagem coronagrafada.

Para se obter o perfil do objeto, é calculada a distância  $d$  de cada pixel  $(j,i)$  às coordenadas centrais do baricentro  $(x_c, y_c)$  da fonte brilhante. Para cada anel de 1



pixel de largura a uma distância  $d$  do baricentro é feito um histograma de contagens. Por fim, o perfil é obtido sendo que, para cada pixel, a contagem é estimada como a moda do histograma de contagens de seu respectivo anel. Os testes mostraram uma variação menor que 1 *mas* na posição de Tritão. Desta forma, conclui-se que não é necessário aplicar a técnica de coronagrafia digital para melhorar a posição de Tritão, como foi no caso dos satélites de Urano.

Uma segunda correção, porém, se mostrou necessária. Quando o ângulo de fase solar da observação é alto, o fotocentro não corresponde mais ao centro geométrico do objeto. Netuno possui um raio de 25255 km (Jacobson, 2009), que, no plano do céu, se reflete em um raio aparente de  $\sim 1.1''$ . Utilizando a metodologia de Lindegren (1977), foi estimado que Netuno apresenta uma diferença entre o fotocentro e centro geométrico de até 14.8 *mas*. Já para Tritão, o ângulo de fase causa uma diferença menor que 0.8 *mas* entre o fotocentro e o centro geométrico.

Esse efeito foi corrigido em nossos dados para ambos os objetos, mesmo que para Tritão o valor seja pequeno. Para isso utilizamos a Equação 9.1 (Lindegren, 1977):

$$\begin{pmatrix} \Delta\alpha \cos \delta \\ \Delta\delta \end{pmatrix} = C(i)r \sin(i/2) \begin{pmatrix} \sin Q \\ \cos Q \end{pmatrix} \quad (9.1)$$

onde  $i$  é o ângulo de fase solar,  $r$  é o raio aparente do objeto,  $Q$  é o ângulo de posição do ponto sub-solar no plano tangente e  $C(i)$  é um parâmetro relacionado ao modelo de reflectância adotado. Lindegren (1977) sugere um valor de  $C(i) = 0.75$  constante, obtido a partir de um modelo esférico Lambertiano, para diversos objetos, incluindo Netuno.

### 9.2.1 Correção dos Efeitos de Refração Cromática Diferencial

Como pode ser visto na Tabela 9.1, as cores de Netuno e Tritão são muito diferentes. Portanto, espera-se que suas posições estejam afetadas de refração cromática com diferentes intensidades em relação às estrelas de referência. A posição aparente de Netuno, que é mais azul que Tritão, estaria mais desviada na direção do zênite que a posição de Tritão. Além disso, em 1992, início de nossas observações, Netuno estava saindo do plano da Galáxia onde as estrelas de referência são mais vermelhas devido à extinção causada por poeira (Nataf, 2016).

Para testar os efeitos de refração cromática, foi utilizado o método que Benedetti-Rossi et al. (2014) utilizou para corrigir as posições de Plutão em todas as noites cujas observações estivessem distribuídas em um intervalo maior que 1.5h de ângulo horário. Foi utilizada a Equação 9.2:

$$\Delta[\alpha \cos \delta, \delta] = V_{\alpha,\delta}(\phi, \delta, H) \cdot \Delta B, \quad (9.2)$$

onde

$$V_{\alpha}(\phi, \delta, H) = \frac{\sec^2 \delta \cdot \sin H}{\tan \delta \cdot \tan \phi + \cos H} \quad \text{e} \quad V_{\delta}(\phi, \delta, H) = \frac{\tan \phi - \tan \delta \cdot \cos H}{\tan \delta \cdot \tan \phi + \cos H} \quad (9.3)$$

para modelar a refração cromática das noites.  $\Delta[\alpha \cos \delta, \delta]$  é o offset de efeméride de cada posição.  $V_{\alpha, \delta}(\phi, \delta, H)$  são os termos de refração monocromática que dependem apenas da posição dos objetos observados e é função da latitude do observador ( $\phi$ ), da declinação do objeto ( $\delta$ ) e do ângulo horário ( $H$ ).

O termo  $\Delta B$  da [Equação 9.2](#) se refere à refração cromática diferencial que se deve às condições atmosféricas, o comprimento de onda ( $\lambda$ ) do objeto e das estrelas de referência no campo. Nota-se que valores positivos para  $\Delta B$  indicam que o corpo é mais azul que a cor média das estrelas de referência utilizadas na redução de  $(\alpha, \delta)$ . Apesar de  $\Delta B$  não ser um parâmetro constante, muitas variáveis em sua determinação estão além das capacidades das observações realizadas, como por exemplo a passagem de nuvens na atmosfera de Netuno ([Schmude et al., 2016](#)) que causam variação de brilho e, conseqüentemente, cor. Dessa forma, adotamos um valor constante de  $\Delta B$  para cada noite como um valor médio das condições observacionais.

Um ajuste de mínimos quadrados utilizando a [Equação 9.2](#) é aplicado aos offsets em  $\Delta \alpha \cos \delta$  para obter o parâmetro de refração cromática  $\Delta B$ . Ele permite obter o ponto zero da refração em ascensão reta uma vez que a correção de refração nessa coordenada deve ser zero no meridiano ( $H = 0$ ). Em seguida este parâmetro é usado para corrigir os offsets em  $\Delta \delta$ , onde o efeito de refração cromática é muito menor por causa da declinação de Netuno ser próxima à latitude da observação ( $\delta = -21^\circ$  in 1992 até  $\delta = -9^\circ$  em 2015, OPD:  $\phi = -22.5^\circ$ ).

A [Figura 9.2](#) mostra um exemplo dos offsets em ascensão reta da noite de 31 de Maio de 1997 observada com o telescópio Perkin-Elmer. Em vermelho estão os offsets antes da correção de refração cromática e em azul após a correção. É possível ver claramente a variação dos offsets em função do ângulo horário antes da correção (vermelho). Para essa noite, o offset médio em ascensão reta foi determinado em  $-188 \pm 192 \text{ mas}$  antes da correção, enquanto o mesmo foi calculado como  $-175 \pm 38 \text{ mas}$  após a correção.

Para noites com observações distribuídas em um pequeno intervalo de ângulo horário, a correção foi feita seguindo as condições abaixo:

- Se a noite teve somente observações entre -1h e 1h de ângulo horário, nenhuma correção é feita.
- Se há alguma outra noite observada com no máximo 3 dias de diferença, com o mesmo telescópio e mesmo filtro cujo  $\Delta B$  tenha sido determinado, o  $\Delta B$  dessa noite é utilizado na correção de refração cromática.

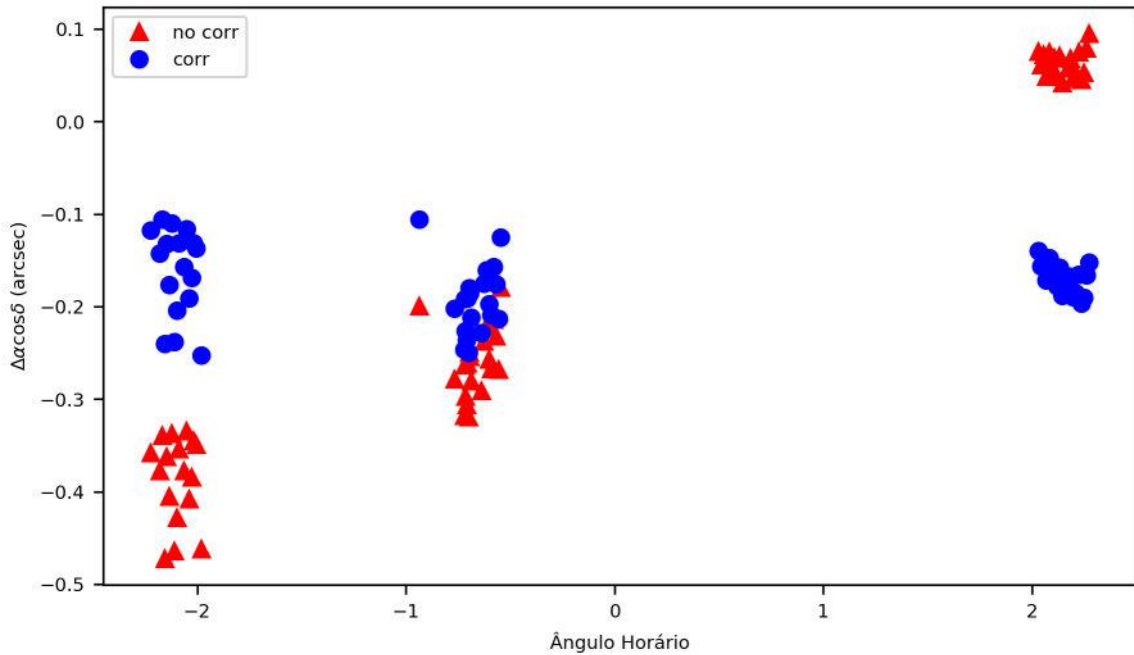


Figura 9.2: Offsets em ascensão reta antes (triângulos vermelhos) e depois (círculos azuis) da correção de refração cromática diferencial para a noite de 31 de Maio de 1997 observada com o telescópio Perkin-Elmer.

- Se não há nenhuma noite próxima com  $\Delta B$  calculado, é usado o  $\Delta B$  médio determinado para todas as noites observadas com o mesmo filtro e mesmo telescópio para a correção de refração cromática.
- Qualquer outra situação, nenhuma correção de refração cromática é feita.

As Figuras 9.3 a 9.6 mostram a distribuição dos offsets em  $\Delta\alpha \cos \delta$  e  $\Delta\delta$  antes e depois da correção de refração cromática para todas as noites observadas com os telescópios Perkin-Elmer e Boller & Chivens. Das noites observadas com o telescópio Zeiss, apenas uma possui observações distribuídas em um intervalo de ângulo horário  $\Delta H > 1.5h$ . Como esperado, uma melhora mais significativa foi obtida em ascensão reta do que em declinação. Também é possível notar que em Netuno a refração apresenta uma melhora mais significativa em relação a Tritão.

A Tabela 9.5 mostra as noites utilizadas para calcular o parâmetro de refração cromática  $\Delta B$ , noites com  $\Delta H > 1.5$  h. Também são apresentados as médias e desvios-padrão dos offsets corrigidos e não corrigidos de refração. Por fim, também são apresentadas as médias e desvios-padrão da diferença entre os offsets no sentido corrigido menos não corrigido. É possível ver que Netuno possui os valores de  $\Delta B$  maiores que Tritão. Devido ao baixo número de estrelas de referência, a cor média das estrelas pode variar significativamente entre as noites. Isso causa a alta variação em  $\Delta B$  visto na coluna 4 da tabela, tanto para Netuno quanto para Tritão.

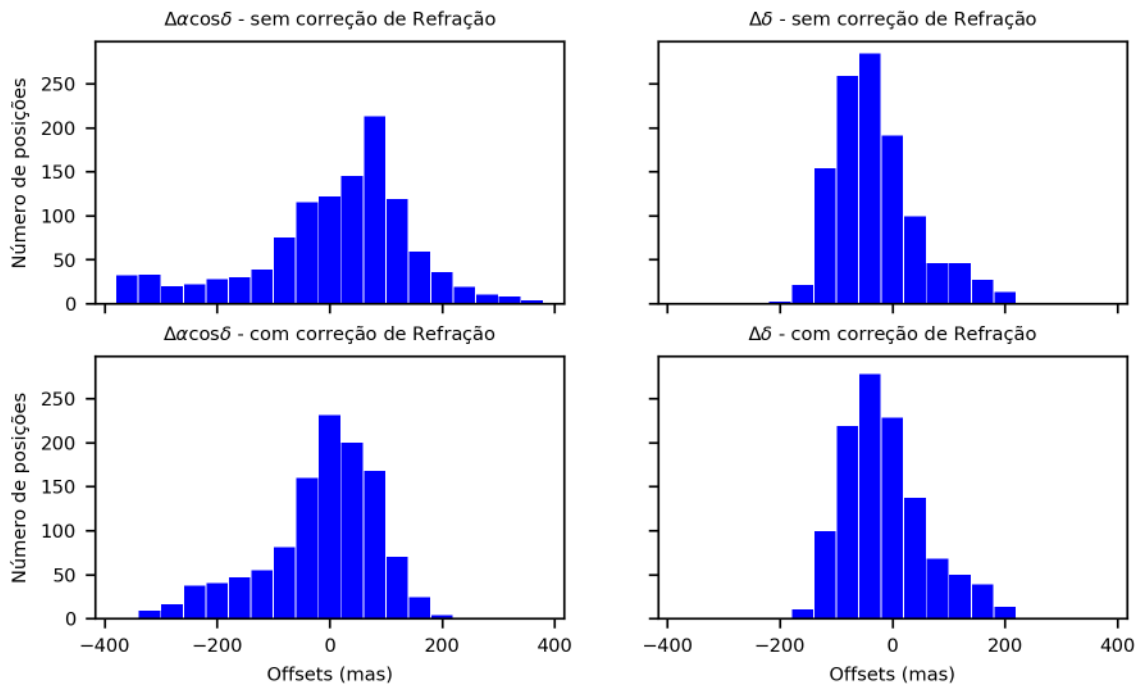


Figura 9.3: Distribuição dos offsets de Netuno antes e depois da correção de refração cromática a partir de observações feitas com o telescópio Perkin-Elmer.

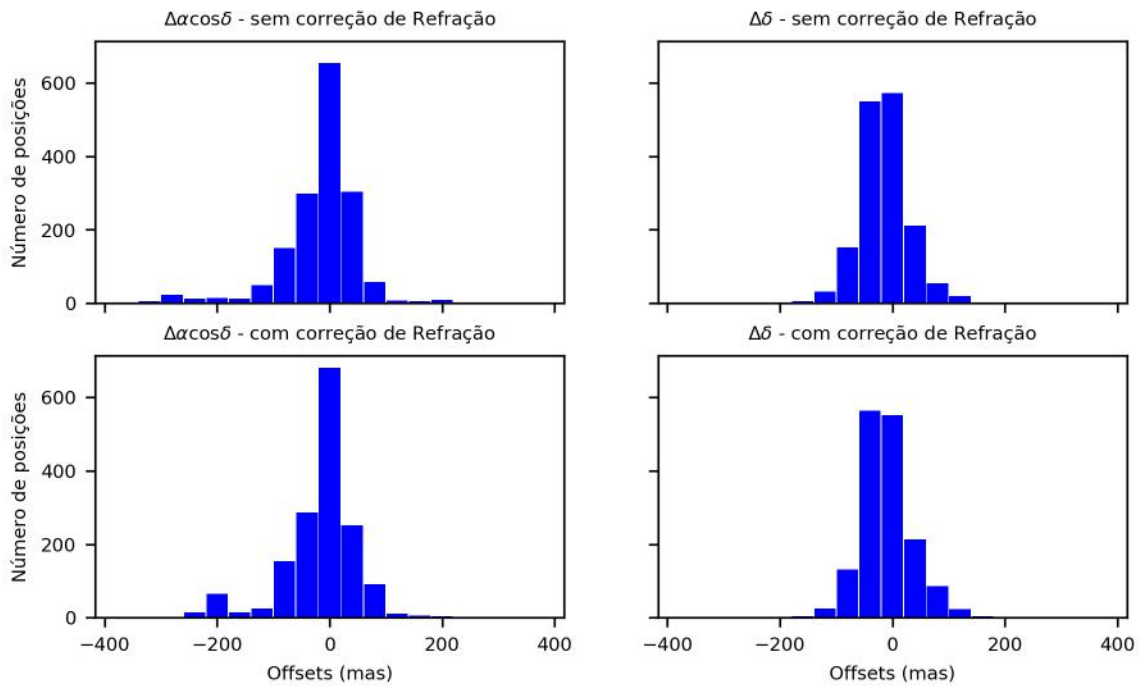


Figura 9.4: Distribuição dos offsets de Tritão antes e depois da correção de refração cromática a partir de observações feitas com o telescópio Perkin-Elmer.

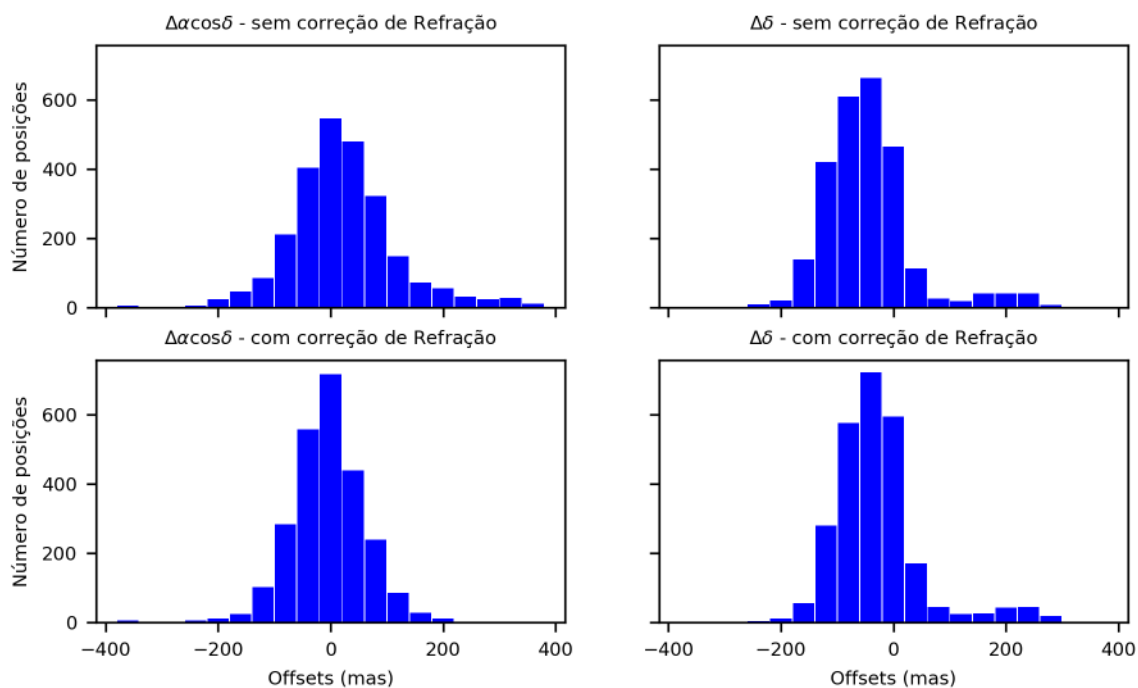


Figura 9.5: Distribuição dos offsets de Netuno antes e depois da correção de refração cromática a partir de observações feitas com o telescópio Boller & Chivens.

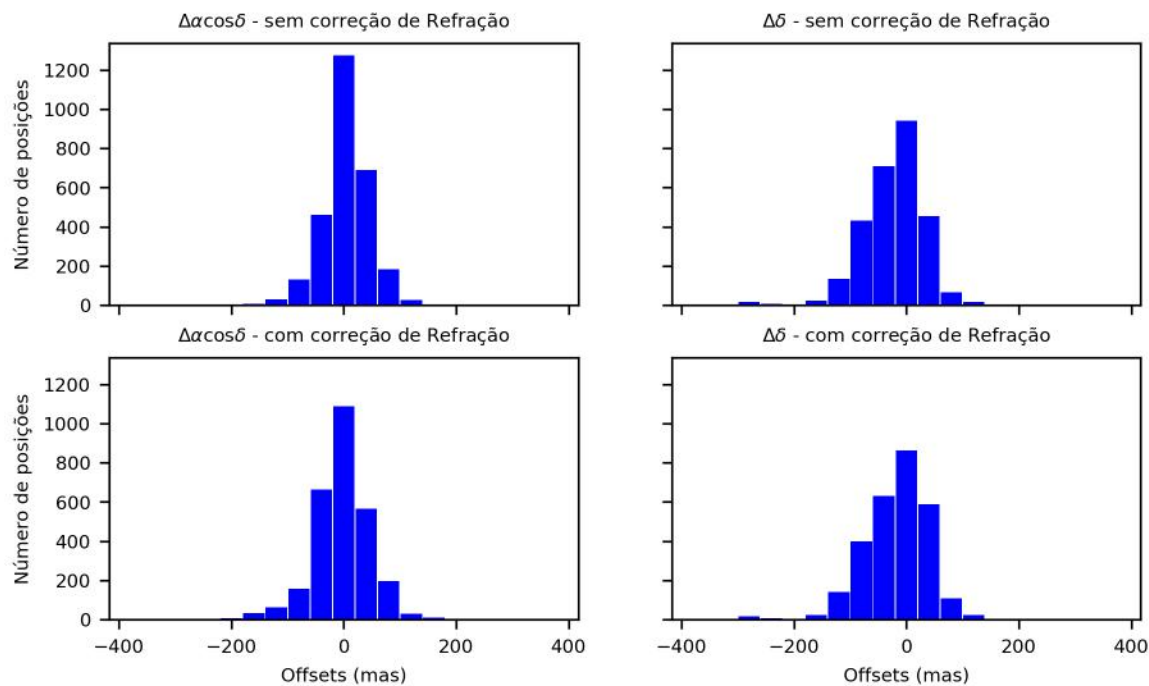


Figura 9.6: Distribuição dos offsets de Tritão antes e depois da correção de refração cromática a partir de observações feitas com o telescópio Boller & Chivens.

Tabela 9.5: Parâmetros e offsets obtidos a partir do ajuste de refração cromática. Somente noites com observações distribuídas em ângulos horários  $\Delta H > 1.5$  h são mostrados. Para cada noite é mostrado o filtro, a variação de ângulo horário ( $\Delta H$ ), o parâmetro de refração ( $\Delta B$ ) definido na [Equação 9.2](#), o número de observações (Nobs), o número médio de estrelas de referência ( $N_{\star}$ ), os offsets médios antes e depois da correção de refração em  $\Delta\alpha \cos \delta$  e  $\Delta\delta$  e, nas duas últimas colunas, as médias e desvio padrão da diferença entre os offsets no sentido corrigido menos não corrigido.

Netuno - Perkin-Elmer											
Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
1992-06-08	Clear	1.49	+0.26±0.03	7	14	164± 51	71± 42	-21± 13	99± 40	185± 50	-28± 10
1992-07-18	Clear	1.68	+0.20±0.03	18	23	66± 48	115± 38	17± 26	122± 36	49± 41	-7± 4
1993-06-23	Clear	1.61	-0.06±0.04	9	13	23± 24	-26± 42	20± 20	-28± 42	3± 14	2± 0
1993-06-24	Clear	2.58	+0.08±0.02	6	8	11± 26	8± 48	-17± 14	12± 47	28± 23	-4± 1
1993-08-20	Clear	3.35	+0.17±0.01	28	29	26± 66	-83± 38	13± 23	-76± 38	14± 62	-7± 3
1993-08-22	Clear	2.85	+0.15±0.01	27	8	-45± 49	-58± 34	-10± 21	-51± 35	-35± 44	-6± 4
1995-08-06	Clear	1.94	+0.21±0.01	10	22	1± 54	84± 35	6± 10	92± 35	-6± 54	-8± 1
1996-06-21	Clear	1.68	+0.29±0.03	18	12	-34± 65	-32± 34	-60± 22	-17± 33	26± 61	-14± 2
1996-08-21	Clear	1.56	+0.38±0.02	26	11	75±120	-77± 58	-258± 34	-14± 43	333±115	-63± 29
1996-08-24	Clear	1.99	-0.05±0.06	10	10	-79± 27	-58± 37	-70± 26	-60± 37	-9± 7	2± 0
1997-05-31	Clear	4.50	+0.38±0.01	56	10	-188±192	-78± 31	-175± 38	-44± 35	-13±188	-34± 10
1997-06-01	Clear	5.24	+0.22±0.01	53	8	-127±132	-45± 31	-92± 35	-22± 30	-34±127	-23± 12
1997-08-11	Clear	3.08	+0.22±0.02	30	9	-303± 85	-29± 33	-245± 40	-13± 29	-57± 76	-16± 7
1997-08-13	Clear	1.62	+0.27±0.04	14	5	-227± 72	-26± 26	-107± 32	-3± 21	-121± 64	-23± 10
1998-06-05	Clear	2.47	+0.41±0.03	28	10	-106±103	-41± 38	27± 37	-7± 38	-132± 96	-34± 12

*Continua na próxima página*

Tabela 9.5 – *Continuação da página anterior*

Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
1998-09-03	Clear	1.52	+0.32±0.02	18	8	-92± 70	-23± 45	29± 20	2± 43	-121± 67	-25± 9
1999-08-21	Clear	3.06	+0.32±0.02	26	15	104±131	-0± 28	-39± 40	35± 35	143±124	-36± 20
2016-09-03	B	3.26	+0.03±0.04	12	6	57± 47	-30± 33	52± 45	-21± 34	6± 12	-9± 2
2016-09-08	I	6.66	+0.03±0.01	48	6	11± 31	-61± 43	40± 27	-48± 42	-28± 15	-13± 3
Todas as noites acima						-62±156	-37± 59	-65±103	-16± 57	3±145	-22± 19
Tritão - Perkin-Elmer											
Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
1992-06-08	Clear	1.57	+0.02±0.03	13	11	25± 19	-30± 23	7± 19	-27± 22	18± 4	-3± 1
1992-07-18	Clear	1.68	+0.02±0.02	18	23	6± 18	-6± 22	2± 18	-5± 22	4± 3	-1± 0
1993-06-24	Clear	2.84	+0.05±0.01	13	8	47± 23	12± 32	37± 17	14± 32	11± 16	-2± 1
1993-08-20	Clear	3.35	+0.01±0.01	26	28	2± 23	-31± 41	0± 23	-31± 41	2± 4	-1± 0
1993-08-22	Clear	3.12	+0.06±0.01	38	12	17± 30	-4± 26	27± 22	-2± 25	-10± 20	-3± 1
1994-09-21	Clear	0.69	-0.29±0.16	8	10	4± 36	-13± 29	189± 29	-40± 31	-185± 21	26± 4
1995-08-06	Clear	3.02	+0.01±0.01	11	22	-14± 13	-40± 28	-14± 13	-39± 28	0± 4	-1± 0
1996-06-21	Clear	2.28	-0.03±0.01	30	12	-87± 14	-4± 31	-84± 12	-5± 31	-4± 6	1± 0
1996-08-21	Clear	1.56	+0.04±0.02	27	11	5± 35	-33± 32	-30± 33	-27± 31	35± 12	-7± 3
1996-08-24	Clear	1.99	+0.04±0.04	10	10	20± 21	-50± 27	12± 20	-48± 27	8± 7	-2± 0
1997-05-31	Clear	4.88	+0.09±0.01	86	10	-57± 59	-74± 39	-51± 40	-66± 40	-6± 43	-8± 3
1997-06-01	Clear	5.41	+0.01±0.01	66	8	-7± 27	-13± 25	-7± 27	-12± 25	-1± 5	-1± 0
1997-08-13	Clear	1.62	+0.04±0.03	15	5	29± 31	-10± 18	48± 29	-6± 18	-20± 10	-4± 2
1998-06-05	Clear	2.80	+0.12±0.02	36	10	-25± 46	-33± 32	17± 35	-23± 32	-41± 29	-10± 3

*Continua na próxima página*

Tabela 9.5 – *Continuação da página anterior*

Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
1998-09-03	Clear	1.52	+0.02±0.04	16	8	-14± 31	-1± 43	-7± 30	1± 43	-8± 4	-2± 1
1999-06-05	Clear	1.58	+0.15±0.02	26	13	7± 32	-47± 42	56± 20	-34± 40	-49± 24	-13± 3
1999-08-21	Clear	3.06	+0.04±0.02	29	15	-32± 34	9± 26	-49± 30	14± 26	17± 15	-4± 2
2002-07-14	Clear	1.21	+0.03±0.02	21	5	-184± 14	109± 15	-217± 13	117± 14	32± 5	-8± 1
2002-08-09	Clear	3.67	+0.28±0.01	72	6	-183±102	29± 13	-200± 17	59± 15	17±101	-30± 4
2004-08-21	Clear	6.22	+0.11±0.00	47	5	59± 75	-13± 40	80± 18	6± 37	-21± 73	-20± 7
2016-09-03	B	3.33	+0.00±0.01	59	8	21± 23	-12± 30	18± 23	-10± 30	3± 1	-1± 0
2016-09-08	I	6.66	+0.00±0.01	121	5	-1± 24	-20± 34	-3± 24	-21± 34	2± 1	1± 0
Todas as noites acima						-26± 81	-16± 45	-23± 82	-9± 48	-3± 47	-6± 10
Netuno - Boller & Chivens											
Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
2001-08-25	B	2.11	+0.14±0.03	37	14	87± 51	-43± 37	22± 37	-26± 36	66± 35	-17± 6
2002-07-14	Clear	6.06	+0.18±0.00	22	17	13±164	26± 61	-68± 9	68± 47	80±164	-42± 19
2002-07-17	Clear	3.86	+0.21±0.02	23	14	-112±116	-174± 41	-62± 44	-145± 40	-50±108	-29± 3
2003-07-21	Clear	2.50	+0.31±0.01	38	19	151±123	-81± 46	-53± 28	-23± 35	203±120	-58± 27
2003-07-22	Clear	4.08	+0.02±0.01	31	20	-69± 34	-1± 30	-67± 33	2± 30	-2± 10	-3± 1
2003-07-24	Clear	6.39	+0.02±0.01	44	16	-89± 36	-4± 32	-87± 32	-1± 32	-2± 16	-4± 1
2003-07-25	Clear	6.73	+0.05±0.01	32	18	-76± 52	-7± 37	-85± 40	1± 35	9± 33	-8± 5
2003-07-26	Clear	1.53	+0.07±0.04	12	14	43± 55	20± 33	-39± 48	42± 34	82± 28	-22± 8
2003-07-27	Clear	7.77	+0.01±0.01	36	17	-89± 34	3± 35	-92± 32	5± 35	3± 10	-2± 1
2003-08-19	Clear	4.20	+0.35±0.01	42	23	75±170	-70± 49	-62± 42	-17± 41	137±165	-53± 24

*Continua na próxima página*



Tabela 9.5 – Continuação da página anterior

Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
2003-10-14	V	2.33	+0.02±0.04	8	29	25± 35	27± 41	21± 35	28± 41	4± 5	-2± 0
2004-08-04	V	2.31	+0.06±0.03	12	15	0± 40	-61± 45	-42± 34	-49± 43	42± 22	-12± 5
2004-08-06	V	4.42	+0.17±0.02	14	20	102± 86	-96± 36	101± 34	-73± 35	1± 79	-23± 6
2004-08-19	Clear	3.81	+0.29±0.01	29	26	154±150	-81± 41	23± 39	-32± 30	130±145	-49± 25
2004-08-20	Clear	4.09	+0.09±0.02	21	24	-35± 50	-77± 34	-49± 33	-65± 33	15± 38	-12± 3
2004-08-21	Clear	2.57	+0.03±0.02	30	24	-34± 29	-67± 33	-26± 28	-62± 33	-8± 9	-4± 1
2004-08-22	Clear	5.17	+0.06±0.00	55	20	10± 47	-60± 38	-22± 21	-48± 35	31± 42	-13± 9
2004-08-23	Clear	3.83	+0.05±0.01	31	19	4± 28	-61± 37	-17± 19	-53± 37	21± 20	-8± 3
2004-09-23	R	3.01	+0.28±0.03	14	16	206±144	-42± 44	50± 43	8± 24	156±137	-50± 29
2004-09-24	Clear	3.74	+0.19±0.01	21	16	185±105	-102± 55	42± 22	-60± 47	143±102	-42± 25
2005-09-23	V	2.78	+0.02±0.01	136	17	49± 25	-86± 38	29± 24	-81± 38	21± 7	-6± 2
2006-06-07	Clear	2.85	+0.11±0.02	56	27	-93± 58	-84± 44	-71± 49	-68± 45	-22± 31	-16± 2
2011-09-25	I	4.01	+0.05±0.00	207	25	42± 36	-93± 42	-3± 20	-75± 39	45± 30	-17± 8
2012-10-18	R	1.98	+0.04±0.02	50	6	17± 47	-78± 45	-10± 45	-67± 45	28± 11	-11± 2
Todas as noites acima						21±103	-66± 56	-20± 53	-48± 54	42± 84	-18± 19
Tritão - Boller & Chivens											
Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
2001-08-25	B	2.11	-0.01±0.03	20	14	-8± 33	-57± 41	-3± 33	-58± 42	-5± 3	1± 0
2002-07-14	Clear	6.11	+0.01±0.00	44	17	-6± 24	-83± 37	-11± 20	-79± 37	6± 13	-3± 2
2002-07-17	Clear	3.86	-0.06±0.01	18	15	19± 45	-112± 32	7± 31	-121± 32	12± 33	9± 1
2003-07-21	Clear	2.48	+0.06±0.02	23	19	0± 40	-20± 33	-46± 30	-8± 34	46± 26	-13± 6

Continua na próxima página

Tabela 9.5 – *Continuação da página anterior*

Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
2003-07-22	Clear	4.05	+0.04±0.01	30	20	-41± 42	-22± 38	-34± 38	-17± 38	-7± 18	-5± 1
2003-07-24	Clear	6.39	-0.01±0.01	32	17	-71± 31	-12± 36	-72± 30	-13± 36	1± 5	1± 0
2003-07-25	Clear	6.67	-0.07±0.01	26	22	-49± 65	28± 37	-44± 42	17± 39	-4± 49	12± 7
2003-07-26	Clear	1.53	-0.05±0.03	13	15	6± 42	32± 35	64± 37	16± 34	-58± 19	16± 6
2003-07-27	Clear	7.94	+0.00±0.01	34	18	-75± 40	15± 32	-75± 40	15± 32	-0± 0	0± 0
2003-08-19	Clear	4.20	+0.03±0.01	37	24	-25± 42	-19± 41	-39± 40	-14± 41	14± 14	-5± 2
2003-10-14	V	2.50	-0.04±0.02	13	31	-7± 27	22± 27	3± 24	18± 27	-10± 11	4± 1
2003-10-15	V	1.26	+0.07±0.02	5	30	-40± 11	82± 25	-42± 4	88± 25	2± 10	-7± 0
2003-10-16	V	1.94	-0.07±0.05	7	24	-7± 38	-20± 42	39± 32	-31± 38	-46± 21	12± 5
2003-10-17	V	2.06	-0.04±0.02	5	26	-12± 16	-1± 42	5± 10	-6± 41	-17± 12	5± 2
2003-10-19	V	1.89	-0.11±0.03	12	30	-10± 31	-36± 41	38± 21	-50± 39	-48± 23	14± 4
2004-08-04	V	2.37	-0.08±0.01	19	18	-19± 30	-81± 17	32± 15	-96± 14	-51± 26	15± 6
2004-08-05	V	3.23	-0.01±0.01	17	23	73± 12	-73± 19	74± 12	-75± 19	-2± 4	2± 0
2004-08-06	V	4.46	+0.00±0.01	16	23	42± 18	-68± 13	42± 18	-68± 13	0± 1	0± 0
2004-08-19	Clear	3.81	+0.01±0.01	16	27	-10± 24	-19± 23	-13± 23	-18± 23	3± 4	-1± 1
2004-08-20	Clear	4.09	+0.04±0.02	24	25	-9± 41	-14± 42	-22± 36	-8± 42	13± 20	-6± 2
2004-08-21	Clear	2.56	-0.02±0.02	25	24	-6± 22	-32± 30	-10± 21	-35± 30	4± 6	2± 1
2004-08-22	Clear	5.19	+0.01±0.01	31	21	-3± 27	-23± 27	-8± 26	-20± 27	5± 9	-2± 2
2004-08-23	Clear	3.81	+0.02±0.01	24	19	-8± 22	-3± 41	-18± 20	1± 40	10± 10	-4± 2
2004-09-23	R	3.01	+0.02±0.02	14	17	39± 41	56± 54	26± 39	60± 55	13± 11	-4± 2
2004-09-24	Clear	3.74	-0.02±0.01	21	16	18± 32	10± 39	36± 30	5± 39	-19± 11	5± 3

*Continua na próxima página*

Tabela 9.5 – *Continuação da página anterior*

Noite	Filtro	$\Delta H$	$\Delta B$	Nobs	$N_{\star}$	$\Delta\alpha^*$ (não corr)	$\Delta\delta$ (não corr)	$\Delta\alpha^*$ (corr)	$\Delta\delta$ (corr)	$\Delta\alpha^*$ (dif)	$\Delta\delta$ (dif)
2005-09-23	V	2.78	+0.00±0.01	132	17	25± 30	-87± 36	28± 30	-88± 36	-3± 1	1± 0
2006-06-07	Clear	3.25	+0.01±0.01	90	28	-18± 39	-32± 38	-16± 38	-30± 38	-2± 4	-2± 0
2009-07-21	Metano	0.60	-0.00±0.18	12	16	79± 31	131± 19	79± 31	131± 19	-0± 0	0± 0
2011-09-04	I	1.82	+0.13±0.01	91	21	3± 28	5± 30	-35± 20	31± 32	38± 20	-27± 2
2011-09-25	I	4.02	+0.01±0.00	224	25	-0± 17	-23± 38	-8± 16	-20± 37	8± 6	-3± 2
2012-10-18	R	1.94	-0.02±0.02	43	6	-18± 41	7± 43	-2± 41	1± 43	-16± 5	6± 1
Todas as noites acima						-4± 42	-26± 53	-8± 42	-24± 55	3± 23	-2± 9

### 9.2.2 Resultados

Por fim, a partir dos offsets no sentido "posição menos efeméride" foi realizado um procedimento de sigma-clip noite a noite para eliminar posições discrepantes. Offsets cujos módulos fossem maior que 80 *mas* ou discrepantes ao nível de  $2.5\sigma$  da média da noite foram removidos. Esse procedimento foi realizado juntamente com a correção de refração cromática, de forma que um parâmetro de refração fosse melhor determinado após a eliminação de *outliers*.

A Figura 9.7 mostra os offsets de efeméride médios para cada noite e suas respectivas discrepâncias, isto é, os desvios-padrão em relação à média (tomados como a barra de erro dos pontos) para Netuno em  $\Delta\alpha \cos\delta$  e  $\Delta\delta$ , respectivamente. Parece haver uma variação sistemática em  $\Delta\delta$  nas efemérides de Netuno a partir de 2002, porém essa variação não aparece no conjunto inteiro de dados devido a sua dispersão. A Figura 9.8 mostra o mesmo para os offsets de Tritão ao longo do tempo. Nesse caso, nenhuma variação de longo período pôde ser identificada.

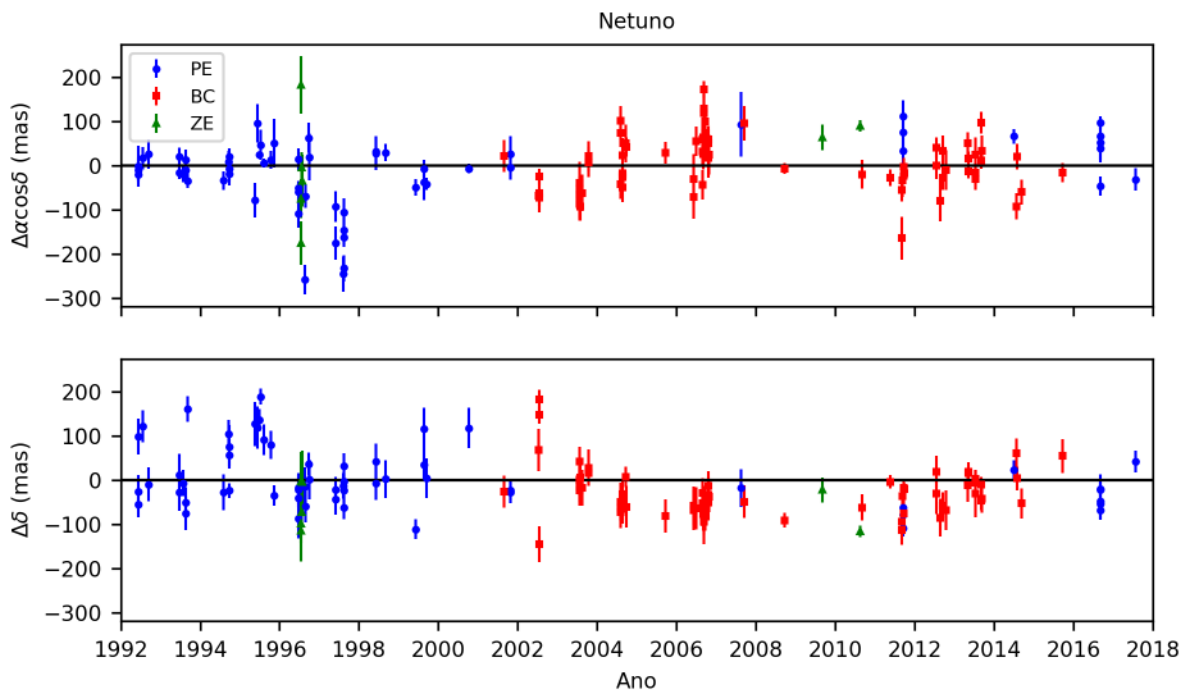


Figura 9.7: Offsets médios de Netuno por noite. O gráfico mostra a variação da posição de Netuno ao longo do tempo.

Na Tabela 9.6 é apresentada uma estatística para cada telescópio e uma estatística geral com todos os telescópios. Elas foram determinadas a partir dos offsets médios de cada noite apresentados nas Figuras 9.7 e 9.8 ao longo de todo o período de observação. É possível ver uma maior variação nas posições de Netuno que nas posições de Tritão. Além disso, ambos os objetos apresentam uma tendência de offsets negativos em  $\Delta\delta$  em relação à efeméride de referência (DE435+NEP081, do JPL). A dispersão dos

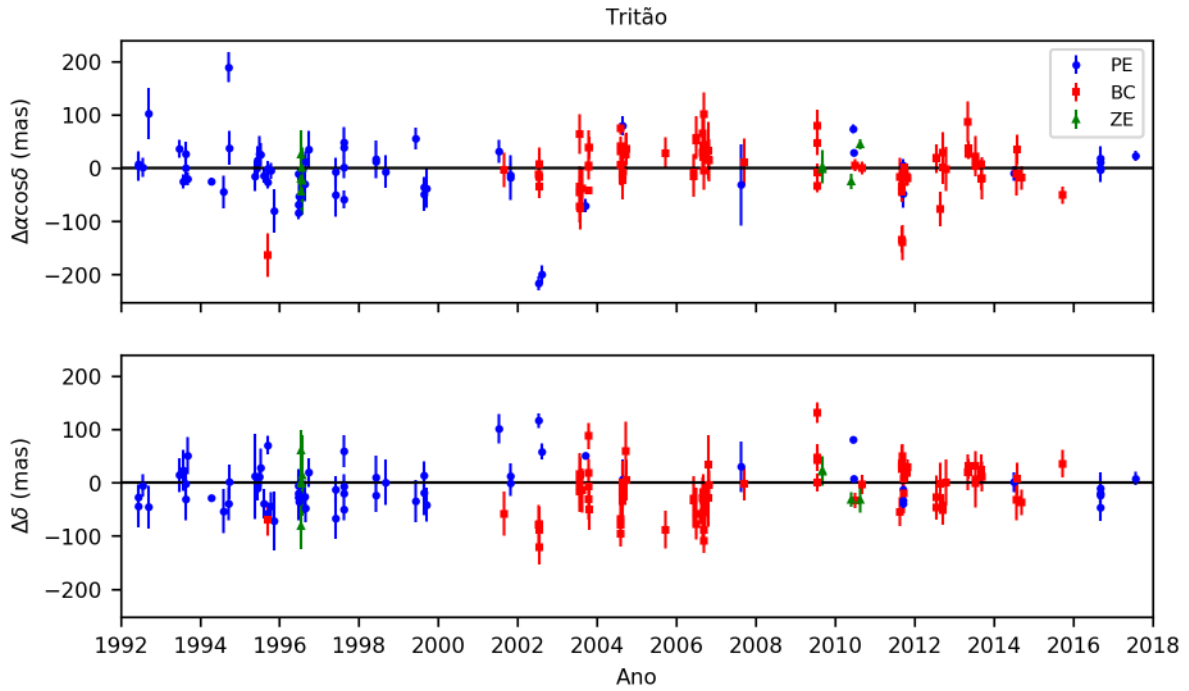


Figura 9.8: Offsets médios de Tritão por noite. O gráfico mostra a variação da posição de Tritão ao longo do tempo.

offsets mostra que há uma variação significativa entre as observações ao longo dos 25 anos apresentados.

Tabela 9.6: Offsets médios (em mas) das noites por telescópio para cada objeto. N: Número de noites.

Telescópio	Netuno			Tritão		
	N	$\Delta\alpha \cos \delta$	$\Delta\delta$	N	$\Delta\alpha \cos \delta$	$\Delta\delta$
160	59	$-17 \pm 81$	$7 \pm 70$	62	$-6 \pm 58$	$-5 \pm 39$
IAG	74	$1 \pm 61$	$-31 \pm 52$	85	$1 \pm 45$	$-16 \pm 45$
Zeiss	7	$6 \pm 117$	$-61 \pm 51$	9	$-5 \pm 27$	$-3 \pm 41$
Todos	140	$-6 \pm 73$	$-16 \pm 64$	156	$-2 \pm 50$	$-11 \pm 43$

A [Figura 9.9](#) mostra a diferença entre os offsets de efeméride de Tritão e Netuno por Argumento de Latitude. Portanto temos as diferenças "observado menos efeméride" da posição relativa de Tritão com respeito a Netuno em função da posição na órbita.

Como mostrado por [Emelyanov and Samorodov \(2015\)](#), o movimento de Tritão ao redor de Netuno tem uma peculiaridade onde a Anomalia Verdadeira, e conseqüentemente a Anomalia Média, oscila ao redor do zero com uma amplitude de cerca de  $17^\circ$ . Isso se deve à órbita quase circular de Tritão. Os mesmos autores também mostram

que o Argumento do Pericentro ( $\omega$ ) da órbita de Tritão rotaciona com uma velocidade aproximadamente igual à rotação do satélite ao redor do planeta. Essas características fazem com que o Argumento de Latitude, soma da Anomalia Média com o Argumento do Pericentro, seja o ângulo mais adequado para estudar o movimento de Tritão ao redor de Netuno.

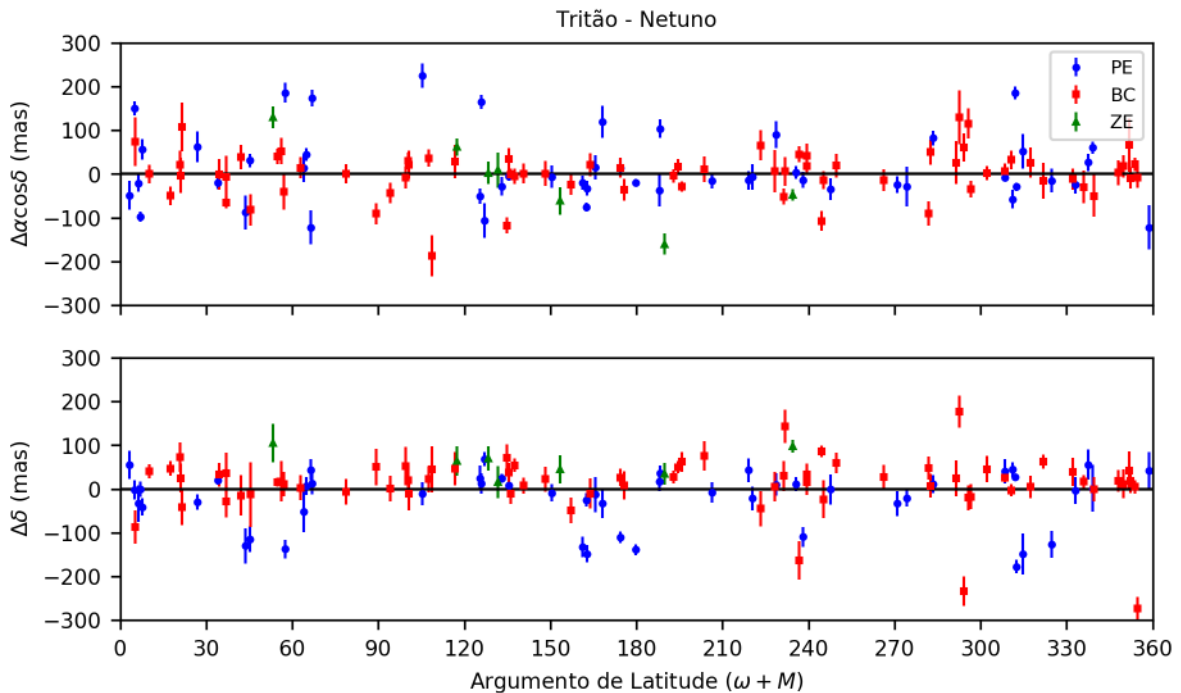


Figura 9.9: Diferença entre os offsets de Tritão e Netuno por Argumento de Latitude (soma do Argumento do Pericentro  $\omega$  com a Anomalia Média  $M$ ).

Nenhuma variação significativa é identificada na posição relativa entre Tritão e Netuno em função do Argumento de Latitude. Isso se deve principalmente que, devido a Tritão possuir uma órbita praticamente circular e com pequeno período orbital ( $\sim 5.87$  dias), sua órbita ao redor de Netuno é melhor determinada que a órbita de Netuno ao redor do Sol pelas razões apresentadas na [Seção 9.1](#).

## 9.3 Ocultação de 05 de Outubro de 2017

### 9.3.1 Predição

Por muito tempo, Netuno tem passado por regiões do céu pouco povoadas de estrelas diminuindo a probabilidade de que Tritão possa ocultar uma estrela. Além disso, devido ao brilho aparente significativo de Tritão ( $V \sim 13.5$ ), as observações de ocultações estelares pelo satélite estão limitadas às estrelas mais brilhantes.

Nos mesmos moldes em que foram feitas observações das trajetórias de TNOs

para predição de ocultações estelares (ver [Assafin et al., 2010, 2012, Camargo et al., 2014](#)), a trajetória de Tritão também foi observada utilizando a câmera WFI do ESO, gerando um catálogo de estrelas até 2015. Infelizmente, devido a Netuno estar passando por regiões com poucas estrelas brilhantes, nenhum evento pôde ser observado oriundo deste trabalho.

Durante o trabalho de predições de ocultações estelares de satélites irregulares, também foi feita uma busca por eventos envolvendo Tritão a partir de 2015, ano em que a WFI já não mais cobria a trajetória do satélite. Utilizando a posição de estrelas oriundas do catálogo UCAC4, foi identificada uma potencial ocultação no dia 05 de Outubro de 2017 que passaria pela Europa e pela costa Leste dos Estados Unidos.

Apesar da predição ser boa o suficiente para garantir que a ocultação seria observada, ela ainda não possuía a qualidade necessária para saber com exatidão os locais por onde se poderia observar o *flash central*. Como mostrado no [Capítulo 3](#), o *flash central* é um evento que só pode ser observado quando se está muito próximo ao centro da sombra, da ordem de poucas dezenas de quilômetros. Por isso é importante que a predição seja a mais precisa possível.

A predição chegou a ser atualizada quando o Gaia-DR1 tornou disponível uma posição mais precisa para a estrela, porém não havia movimento próprio, o que poderia causar um erro significativo na observação. Todavia, devido a importância do evento, a equipe do Gaia disponibilizou online<sup>1</sup> os dados preliminares do Gaia-DR2 para a estrela ocultada. A incerteza na posição Gaia-DR2 da estrela para a data da ocultação foi estimada em  $\sigma < 0.3 \text{ mas}$ . A [Figura 9.10](#) mostra o mapa da ocultação de Tritão prevista utilizando a posição da estrela oriunda do Gaia-DR2.

Uma vez que a posição da estrela esteja bem determinada, resta então obter uma posição para Tritão no instante do evento. Para isso, realizamos uma campanha observacional no OPD e fizemos observações exclusivas do satélite entre 15 e 23 de Setembro de 2017 (noite do dia 22 não incluída). Dessa forma, pouco mais de um período orbital de Tritão foi coberto pelas observações, o que permitiria detetar a presença de erro sistemático de efeméride na órbita de Tritão, se esse erro existisse.

Das oito noites observadas, duas foram perdidas devido ao mau tempo. Nas 6 noites restantes, foram feitas 1107 observações do satélite, quase 200 por noite. As observações foram prontamente reduzidas pelo Dr. Marcelo Assafin. Para melhorar a razão sinal/ruído de Tritão, as poses foram tomadas com tempo de exposição suficientemente longo para saturar ou quase saturar as imagens de Netuno. Testes mostraram que, de fato, as posições observadas de Netuno não eram de qualidade suficiente. Portanto, descartamos as posições de Netuno da análise do evento, trabalhando apenas com as posições de Tritão. Devido ao pequeno campo das observações, não haviam estrelas de referência

---

<sup>1</sup>Notícia publicada em 23 de Maio de 2017 em [www.cosmos.esa.int/web/gaia/news\\_20170523](http://www.cosmos.esa.int/web/gaia/news_20170523)

suficientes para uma redução com o catálogo UCAC5, portanto foi utilizado de início o Gaia-DR1 como catálogo de referência, apesar de não haver movimentos próprios.

Porém, no dia 30 de Setembro de 2017, o grupo do Gaia disponibilizou online<sup>2</sup> as posições preliminares de 119 estrelas do Gaia-DR2 próximas à estrela de ocultação. Essa publicação tinha a intenção de auxiliar calibrações astrométricas da posição de Tritão para a ocultação. Infelizmente, essas estrelas não cobriam os campos de nossas observações. Um contato posterior com o grupo do Gaia (Assafin et al, comunicação privada) mostrou a importância de uma redução astrométrica mais precisa dessas observações na predição da ocultação. Com isso, mais 334 posições preliminares de estrelas Gaia-DR2 no intervalo de nossas observações foram publicadas.

A redução das observações utilizando o Gaia-DR2 apontou um offset de efeméride médio nessas seis noites de  $\Delta\alpha \cos \delta = 7.8 \pm 5.4 \text{ mas}$  e  $\Delta\delta = -17.6 \pm 2.6 \text{ mas}$ . Curiosamente, os valores obtidos apontam um offset em declinação negativo da ordem do valor obtido na Seção 9.2. Nenhum efeito sistemático foi detectado em função do ângulo de posição aparente no céu de Tritão ao redor de Netuno. Isso permitiu concluir que a órbita de Tritão em torno de Netuno está bem determinada. Conclui-se portanto que os offsets médios de efeméride de Tritão podem ser atribuídos a erros sistemáticos na órbita de Netuno. Isso também pôde ser verificado nos offsets obtidos das observações do OPD (ver Subseção 9.2.2).

### 9.3.2 Observação da Ocultação

Devido à importância do evento, uma grande campanha observacional foi realizada na Europa, liderada pelo Dr. Bruno Sicardy do grupo *Lucky Star*, e nos Estados Unidos, pelo grupo do MIT. O telescópio *SOFIA*, inclusive, sobrevoou o Oceano Atlântico para observar o evento. A predição feita pelo grupo do MIT<sup>3</sup> estimava que a sombra da ocultação passaria 8 mas ao sul da nossa.

Dentro do grupo *Lucky Star*, mais de 60 observações foram reportadas com detecção positiva do evento, sendo que 24 delas observaram o *flash central* (Sicardy et al, comunicação privada). Isso é um recorde. Nunca antes uma ocultação teve tantas observações detectadas. A mais proeminente destas detecções foi a observada em Constância, Portugal, por Rui Gonçalves. Mostrado na Figura 9.11, foi observado pela primeira um *flash central* cujo brilho ultrapassa o brilho de Tritão e estrela juntos fora do evento.

Análises preliminares apresentam um offset para a ocultação em relação à efeméride DE435+NEP081 de  $\Delta\alpha \cos \delta = +1.6 \text{ mas}$  e  $\Delta\delta = -16.4 \text{ mas}$  (barras de erro não determinadas) (Sicardy et al, comunicação privada). Ou seja, a nossa predição se mostrou

<sup>2</sup>Notícia publicada em 30 de Setembro de 2017 em [www.cosmos.esa.int/web/gaia/news\\_20170930](http://www.cosmos.esa.int/web/gaia/news_20170930), e atualizada no dia 02 de Outubro de 2017.

<sup>3</sup>Predição do Grupo do MIT: [hubble.mit.edu/prediction.html](http://hubble.mit.edu/prediction.html)



precisa apresentando uma diferença em relação à observação de  $\Delta\alpha \cos\delta = -6.2 \text{ mas}$  e  $\Delta\delta = +1.2 \text{ mas}$ . Em termos observacionais, isso representa uma incerteza na predição de 8 s no instante da ocultação e 25 km no sentido perpendicular à sombra na Terra. Como a predição do MIT estava ainda mais ao sul, a observação feita pelo *SOFIA* não conseguiu observar o centro da ocultação. A análise das curvas de luz e do perfil da atmosfera de Tritão ainda está em andamento, sendo gerenciada pelo Dr. Bruno Sicardy.

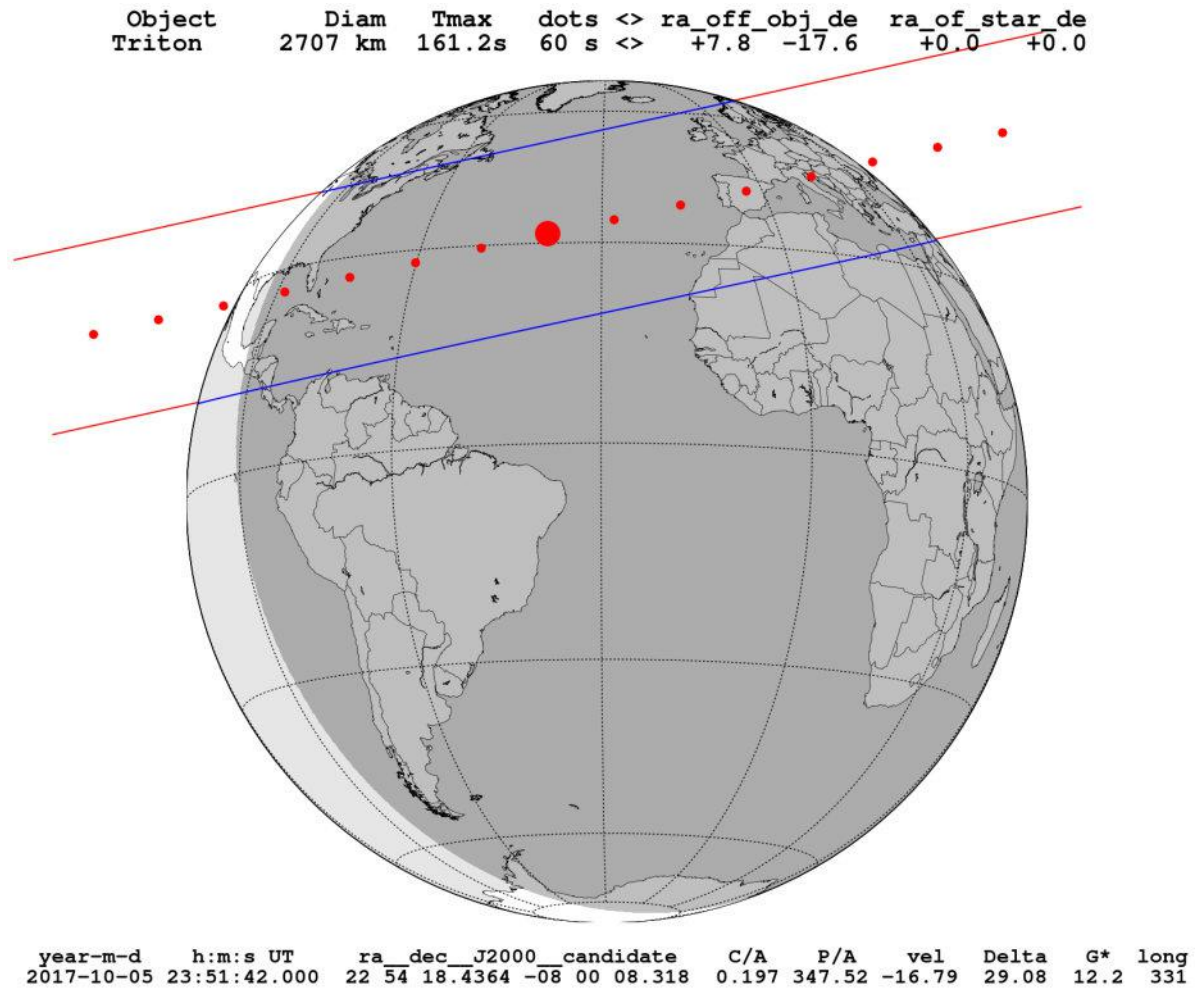


Figura 9.10: Mapa da ocultação de Tritão prevista para o dia 05 de Outubro de 2017 utilizando a posição Gaia-DR2 da estrela. Foi aplicado o offset de efeméride de Tritão obtido a partir da redução astrométrica utilizando estrelas Gaia-DR2 como referência. **Legenda:** *Object*: Nome do Objeto; *Diam*: Diâmetro estimado de Tritão e largura da sombra (determinadas pelas linhas azuis e vermelhas no mapa); *Tmax*: Duração máxima estimada para o evento no caso de uma observação no centro da sombra; *dots*: espaçamento entre os pontos vermelhos no mapa; *ra\_off\_obj\_de* e *ra\_off\_star\_de*: offsets impostos ao objeto e estrela em  $\Delta\alpha \cos \delta$  e  $\Delta\delta$  em mas, respectivamente; *year-m-d* e *h:m:s*: Instante de máxima aproximação geocêntrica predita em UT (ponto vermelho maior no mapa); *ra\_dec\_J2000\_candidate*: coordenadas da estrela ocultada no ICRS, corrigida de movimentos próprios para a data da ocultação; *C/A*: Distância de máxima aproximação geocêntrica em segundos de arco; *P/A*: Ângulo de Posição de Tritão com respeito à estrela no momento de máxima aproximação contado a partir do Norte na direção Leste, em graus; *vel*: velocidade de Tritão no plano do céu, em km/s; *Delta*: Distância geocêntrica de Tritão, em Unidades Astronômicas; *G\**: Magnitude G da estrela normalizada a 20 km/s, velocidade média de ocultações por TNOs; *long*: longitude terrestre no centro do mapa no instante de máxima aproximação.

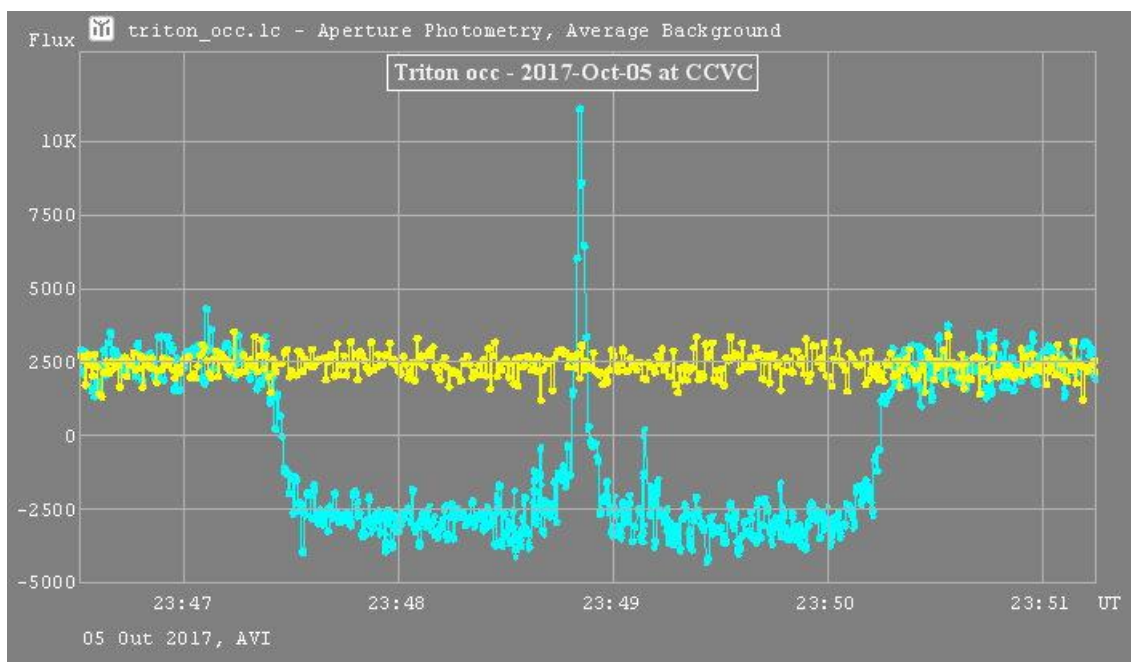


Figura 9.11: Curva de Luz da ocultação de Tritão observada em Constância, Portugal. Em azul, a curva de Tritão e estrela ocultada. Em amarelo, a curva da estrela de referência. Um *flash central* cujo brilho ultrapassa o brilho fora do evento foi pela primeira vez detectado. Créditos: Rui Gonçalves, Portugal, rede de observadores *Lucky Star*.

## 10 Conclusão e Perspectivas

Os objetos do Sistema Solar exterior são pouco conhecidos quando comparados aos objetos do Sistema Solar interno. Apenas as sondas *Voyager2* e *New Horizons* visitaram objetos além da órbita de Saturno, e nenhuma delas chegou a orbitar os objetos visitados, se limitando a uma rápida passagem. Por causa disso, a caracterização de parâmetros físicos e dinâmicos dos objetos dessa região, relevante para entender a formação e evolução do Sistema Solar, deve ser feita principalmente a partir de observações de solo ou por telescópios espaciais. O uso de instrumentos no espaço é, porém, igualmente caro e limitado.

Um ramo importante de nosso trabalho consiste em obter posições astrométricas precisas desses corpos para corrigir erros sistemáticos em suas efemérides, ou mesmo permitir a determinação de novas órbitas com novas integrações numéricas. Já para caracterização física, a técnica de ocultações estelares permite obter tamanho, forma, albedo, densidade, presença de atmosfera, satélites ou anéis a um nível de acurácia comparável a observações de sonda, mesmo com o uso de telescópios de tamanhos modestos e com detetores de qualidade comum. Note-se que com melhores efemérides obtemos melhores previsões para uma observação bem sucedida de uma ocultação estelar. Por sua vez, ocultações estelares permitem a determinação de posições muito precisas do corpo, retro-alimentando as efemérides em um círculo virtuoso.

Dentre as classes de objetos, os TNOs são particularmente interessantes. Eles são considerados remanescentes quase inalterados do Sistema Solar primordial. Além disso, segundo modelos, muitos outros objetos, como Centauros, Satélites Irregulares e até mesmo alguns asteroides do Cinturão Principal, podem ter origens comuns aos TNOs.

As observações astrométricas de TNOs das quais participei foram utilizadas para melhorar os modelos orbitais dos mesmos, publicados por [Desmars et al. \(2015\)](#), para predição de ocultações estelares. Com a publicação do catálogo Gaia-DR2 previsto para 25 de Abril de 2018<sup>1</sup>, as posições das estrelas, possuindo movimentos próprios e paralaxes, terão incertezas menores do que 1 *mas*. Porém os objetos do Sistema Solar ainda precisarão ser observados e suas efemérides melhoradas, representando no fim a única fonte de erro na predição de uma ocultação.

Observar uma ocultação pode revelar características inesperadas e até dar origem a novas descobertas no Sistema Solar. Exemplos disso são a descoberta de um sistema de anéis, estrutura antes conhecida apenas nos planetas gigantes, ao redor do Centauro Chariklo e do planeta anão Haumea. Esses dois trabalhos foram publicados

---

<sup>1</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr2>

na Nature em [Braga-Ribas et al. \(2014\)](#) e [Ortiz et al. \(2017\)](#), respectivamente, nos quais contribuí em caráter observacional. Além disso, também participei da publicação na Nature feita por [Sicardy et al. \(2011\)](#), onde foi identificado um alto albedo geométrico no planeta anão Eris, objeto que está muito distante do Sol, e um tamanho bem menor do que se supunha, similar ao de Plutão e Tritão.

Particularmente, Plutão possui um interesse especial. Recém-visitado pela *New Horizons*, ele é um planeta anão que possui atmosfera, cinco satélites, sendo que o maior deles possui um diâmetro pouco maior que a metade do de Plutão. Ocultações estelares por esse objeto permitem estudar a evolução de sua atmosfera, cujos modelos podem ser calibrados a partir de observações oriundas da sonda. Das observações às quais participei, três estudos sobre a atmosfera de Plutão puderam ser feitos. São eles: [Olkin et al. \(2015\)](#), [Dias-Oliveira et al. \(2015\)](#) e [Sicardy et al. \(2016\)](#), sendo que nesse último, foi publicada uma ocultação que ocorreu próximo à data da chegada da sonda ao sistema de Plutão.

A surpreendente descoberta de anéis em Chariklo fez com que um esforço extra fosse feito para observar novas ocultações envolvendo o Centauro. Com isso, participei de mais duas publicações: [Bérard et al. \(2017\)](#) e [Leiva et al. \(2017\)](#). Esse acompanhamento é importante para melhor caracterizar os anéis e entender sua formação.

Por fim, dois outros TNOs foram observados dos quais participei no processo de predição das ocultações. Os resultados da ocultação do TNO 2007UK126 foram publicados em [Benedetti-Rossi et al. \(2016\)](#). Já o plutino 2003AZ84 teve sua ocultação publicada em [Dias-Oliveira et al. \(2017\)](#). Nesse último, foi detectada uma fenda na superfície do objeto.

Da mesma forma que para Plutão, Ceres é um planeta anão e está sendo visitado por uma sonda. A partir de duas ocultações, calculamos o tamanho de Ceres e obtivemos posições muito precisas. Os resultados foram publicados em [Gomes-Júnior et al. \(2015b\)](#) e serviram como aprendizado pessoal quanto à utilização da técnica. Os resultados obtidos concordam com os valores obtidos pela sonda *Dawn* ao nível de  $1\sigma$ .

Muitos outros objetos estão na lista para se observar ocultações estelares, todos com grandes potenciais científicos. Por exemplo, existem indícios de que o Centauro (2060) Chiron também possua anéis ([Ortiz et al., 2015](#)), porém ainda não foi confirmado. Como o número de ocultações detectadas pelo nosso grupo vem aumentando ao longo do tempo e aumentará muito mais com o GAIA, diversas publicações ainda estão por vir.

Dentre os objetos a serem ocultados, inserimos na lista de nossas campanhas os satélites irregulares dos planetas gigantes. Nenhuma ocultação estelar foi observada antes para esta categoria de objetos. A principal diferença em relação aos TNOs observados é que os satélites irregulares possuem tamanhos estimados muito menores. Para ter predições mais precisas, um grande trabalho astrométrico foi realizado a partir de

observações feitas no OPD, OHP e ESO. Mais de seis mil posições foram publicadas em [Gomes-Júnior et al. \(2015a\)](#), sendo que, no caso de alguns satélites, o número de posições publicadas é maior que 50% do número disponível na literatura à época.

Utilizando o catálogo UCAC4, diversas ocultações foram previstas. Foi identificado um grande número de possíveis eventos para Febe em 2018 e para os satélites de Júpiter em 2019-2020 devido aos objetos passarem por regiões que tem como fundo o plano da Galáxia. Para auxiliar nessas previsões, um novo modelo orbital foi desenvolvido para corrigir os erros sistemáticos das efemérides dos satélites ([Gomes-Júnior et al., 2015a](#)). Os modelos orbitais e previsões foram publicados em [Gomes-Júnior et al. \(2016\)](#).

Com isso, uma ocultação estelar por Febe foi observada no Japão no dia 06 de Julho de 2017. Essa foi a primeira ocultação estelar por satélite irregular já observada. Foram obtidas apenas duas cordas, mas foi o suficiente para associá-las às observações feitas pela *Cassini* através do modelo 3D de [Gaskell \(2013\)](#). Os resultados mostraram uma diferença significativa na fase de rotação de Febe geradas pelo JPL a partir do modelo de [Archinal et al. \(2011\)](#). Isso significa um pequeno erro na estimativa do período de rotação do satélite o qual pudemos estimar. O erro da correção para o período de rotação foi estimado em 0.2 s, valor muito menor do que o erro de 2.2 s do período de rotação estimado por [Bauer et al. \(2004\)](#) e da diferença de 1.7 s entre os períodos de rotação de [Bauer et al. \(2004\)](#) e [Archinal et al. \(2011\)](#).

Entre Setembro de 2016 e Agosto de 2017, eu realizei um estágio Sanduíche no *Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides* do *Observatoire de Paris*. Lá, eu desenvolvi, em colaboração com o doutorando Bruno Morgado e sob a supervisão do Dr. Valéry Lainey, um código de integração numérica orbital. Isso se deve às necessidades de se aprimorar cada vez mais os modelos orbitais dos satélites irregulares e evitar a dependência de pesquisadores estrangeiros para realizar tal tarefa. O código foi desenvolvido em FORTRAN90 e está pronto para ser utilizado na integração numérica das órbitas dos satélite irregulares. Em particular, o código é de relativamente fácil adaptação para gerar efemérides de outros corpos como TNOs e satélite principais de planetas gigantes, trabalho que será feito.

Satélites internos normalmente apresentam dificuldades para se obter posições astrométricas precisas. Isso se deve à proximidade com os seus respectivos planetas e à falta de estrelas de referência no campo devido ao baixo tempo de exposição necessário para não saturar a imagem do satélite ou para diminuir os efeitos da saturação da imagem do planeta. Nesse âmbito contribuí em publicações como [Camargo et al. \(2015\)](#) e [Morgado et al. \(2016\)](#), com observações de satélites internos de Urano e Júpiter, respectivamente.

Esse também é o caso do sistema Netuno-Tritão. Porém, nesse caso, ainda é possível observar ambos os objetos sem saturá-los e com algumas estrelas de referência. Entretanto, outros problemas se tornam evidentes. O principal deles é a refração cromá-

tica diferencial devido à cor azulada de Netuno. Realizei um trabalho astrométrico em cima das observações de Netuno e Tritão observadas durante 25 anos no OPD. Foram aplicadas correções de refração cromática nas posições de Netuno e Tritão que se mostraram essenciais para melhorá-las. Os resultados das observações de 25 anos no OPD, tratados com o UCAC5, sugerem que a órbita de Tritão ao redor de Netuno está bem determinada. Seus offsets de posição refletem os offsets de efeméride de Netuno. Este resultado está de acordo com a análise das observações intensivas de Tritão feitas no OPD poucos dias antes do evento de 05 de Outubro de 2017, as quais foram tratadas com posições Gaia-DR2 cedidas pela ESA. Em particular, os offsets médios dos dois conjuntos coincidem muito bem dentro dos erros.

Uma vez que o catálogo Gaia-DR2 seja publicado, todas as observações aqui apresentadas serão re-reduzidas gerando posições mais precisas. Com o código de integração numérica orbital desenvolvido será possível utilizar essas re-reduções para determinar efemérides ainda mais precisas. Com isso, será possível observar cada vez mais ocultações estelares, com uma incerteza menor na determinação da trajetória da sombra na Terra. Para o caso dos satélites irregulares de Júpiter, será possível realizar todo esse processo antes da época em que haverá mais ocultações estelares (2019-2020).

## Referências Bibliográficas

- Agnor, C. B. and Hamilton, D. P. (2006). [Neptune's capture of its moon Triton in a binary-planet gravitational encounter](#). *Nature*, 441(7090):192–194.
- Archinal, B. A., A'Hearn, M. F., Bowell, E., et al. (2011). [Report of the IAU Working Group on Cartographic Coordinates and Rotational Elements: 2009](#). *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 109(2):101–135.
- Arlot, J.-E., Desmars, J., Lainey, V., and Robert, V. (2012). [The astrometry of the natural planetary satellites applied to their dynamics before and after Gaia](#). *Planetary and Space Science*, 73(1):66–69.
- Arlot, J.-E. and Emelyanov, N. V. (2009). [The NSDB natural satellites astrometric database](#). *Astronomy and Astrophysics*, 503(2):631–638.
- Assafin, M., Camargo, J. I. B., Vieira Martins, R., et al. (2010). [Precise predictions of stellar occultations by Pluto, Charon, Nix, and Hydra for 2008–2015](#). *Astronomy and Astrophysics*, 515:A32.
- Assafin, M., Camargo, J. I. B., Vieira Martins, R., et al. (2012). [Candidate stellar occultations by large trans-Neptunian objects up to 2015](#). *Astronomy and Astrophysics*, 541:A142.
- Assafin, M., Vieira-Martins, R., Braga-Ribas, F., et al. (2009). [OBSERVATIONS AND ANALYSIS OF MUTUAL EVENTS BETWEEN THE URANUS MAIN SATELLITES](#). *The Astronomical Journal*, 137(4):4046–4053.
- Assafin, M., Vieira Martins, R., Camargo, J. I. B., et al. (2011). [PRAIA - Platform for Reduction of Astronomical Images Automatically](#). In Tanga, P. and Thuillot, W., editors, *Gaia follow-up network for the solar system objects : Gaia FUN-SSO workshop proceedings, held at IMCCE -Paris Observatory, France, November 29 - December 1, 2010 / edited by Paolo Tanga, William Thuillot.- ISBN 2-910015-63-7, p. 85-88*, pages 85–88.
- Astraatmadja, T. L. and Bailer-Jones, C. A. L. (2016). [ESTIMATING DISTANCES FROM PARALLAXES. III. DISTANCES OF TWO MILLION STARS IN THE GaiaDR1 CATALOGUE](#). *The Astrophysical Journal*, 833(1):119.
- Barucci, M. A., Boehnhardt, H., Cruikshank, D. P., and Morbidelli, A. (2008). *The Solar System Beyond Neptune: Overview and Perspectives*, pages 3–10.



- Bauer, J. M., Buratti, B. J., Simonelli, D. P., and Owen, Jr., W. M. (2004). [Recovering the Rotational Light Curve of Phoebe](#). *The Astrophysical Journal*, 610(1):L57–L60.
- Bauer, J. M., Grav, T., Buratti, B. J., and Hicks, M. D. (2006). [The phase curve survey of the irregular saturnian satellites: A possible method of physical classification](#). *Icarus*, 184(1):181–197.
- Benedetti-Rossi, G., Sicardy, B., Buie, M. W., et al. (2016). [RESULTS FROM THE 2014 NOVEMBER 15TH MULTI-CHORD STELLAR OCCULTATION BY THE TNO \(229762\) 2007 UK126](#). *The Astronomical Journal*, 152(6):156.
- Benedetti-Rossi, G., Vieira Martins, R., Camargo, J. I. B., et al. (2014). [Pluto: improved astrometry from 19 years of observations](#). *Astronomy and Astrophysics*, 570:A86.
- Beutler, G. (2005a). *Methods of Celestial Mechanics II*. Springer.
- Beutler, G. (2005b). *Methods of Celestial Mechanics I*. Springer.
- Bhatt, M., Reddy, V., Cloutis, E., et al. (2017). [Composition of Jupiter irregular satellites sheds light on their origin](#). *Astronomy & Astrophysics*, 608:A67.
- Braga-Ribas, F., Sicardy, B., Ortiz, J. L., et al. (2013). [THE SIZE, SHAPE, ALBEDO, DENSITY, AND ATMOSPHERIC LIMIT OF TRANSNEPTUNIAN OBJECT \(50000\) QUAOAR FROM MULTI-CHORD STELLAR OCCULTATIONS](#). *ApJ*, 773(1):26.
- Braga-Ribas, F., Sicardy, B., Ortiz, J. L., et al. (2014). [A ring system detected around the Centaur \(10199\) Chariklo](#). *Nature*, 508(7494):72–75.
- Brozović, M. and Jacobson, R. A. (2017). [The Orbits of Jupiter’s Irregular Satellites](#). *The Astronomical Journal*, 153(4):147.
- Buczkowski, D. L., Schmidt, B. E., Williams, D. A., et al. (2016). [The geomorphology of Ceres](#). *Science*, 353(6303):aaf4332–aaf4332.
- Buie, M. W. and Keller, J. M. (2016). [The Research and Education Collaborative Occultation Network: a System for Coordinated TNO Occultation Observations](#). *The Astronomical Journal*, 151(3):73.
- Bérard, D., Sicardy, B., Camargo, J. I. B., et al. (2017). [The Structure of Chariklo’s Rings from Stellar Occultations](#). *The Astronomical Journal*, 154(4):144.
- Camargo, J. I. B., Magalhães, F. P., Vieira-Martins, R., et al. (2015). [Astrometry of the main satellites of Uranus: 18 years of observations](#). *Astronomy & Astrophysics*, 582:A8.

- Camargo, J. I. B., Vieira-Martins, R., Assafin, M., Braga-Ribas, F., Sicardy, B., Desmars, J., Andrei, A. H., Benedetti-Rossi, G., and Dias-Oliveira, A. (2014). [Candidate stellar occultations by Centaurs and trans-Neptunian objects up to 2014](#). *Astronomy & Astrophysics*, 561:A37.
- Camargo, J. I. B., Vieira-Martins, R., Assafin, M., et al. (2013). [Candidate stellar occultations by Centaurs and trans-Neptunian objects up to 2014](#), url = <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201322579>. *Astronomy & Astrophysics*, 561:A37.
- Carry, B., Dumas, C., Fulchignoni, M., et al. (2008). [Near-infrared mapping and physical properties of the dwarf-planet Ceres](#). *Astronomy and Astrophysics*, 478(1):235–244.
- Chapront, J. (1977). [Direct calculation of an ephemeris of a planet](#). *A&A*, 61:7–11.
- Clark, R. N., Brown, R. H., Jaumann, R., et al. (2005). [Compositional maps of Saturn’s moon Phoebe from imaging spectroscopy](#). *Nature*, 435(7038):66–69.
- Colvin, T. R., Davies, M. E., and Rogers, P. G. (1989). [Phoebe: A Control Network and Rotational Elements](#). In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 21 of *baas*, page 987.
- Cottureau, L., Aleshkina, E., and Souchay, J. (2010). [A precise modeling of Phoebe’s rotation](#). *Astronomy & Astrophysics*, 523:A87.
- Cruikshank, D., Stockton, A., Dyck, H., et al. (1979). [The diameter and reflectance of Triton](#). *Icarus*, 40(1):104–114.
- De Sanctis, M. C., Ammannito, E., Raponi, A., et al. (2015). [Ammoniated phyllosilicates with a likely outer Solar System origin on \(1\) Ceres](#). *Nature*, 528(7581):241–244.
- Desmars, J., Bancelin, D., Hestroffer, D., and Thuillot, W. (2013a). [Statistical and numerical study of asteroid orbital uncertainty](#). *Astronomy & Astrophysics*, 554:A32.
- Desmars, J., Camargo, J. I. B., Braga-Ribas, F., et al. (2015). [Orbit determination of trans-Neptunian objects and Centaurs for the prediction of stellar occultations](#). *Astronomy & Astrophysics*, 584:A96.
- Desmars, J., Li, S. N., Tajeddine, R., Peng, Q. Y., and Tang, Z. H. (2013b). [Phoebe’s orbit from ground-based and space-based observations](#). *Astronomy & Astrophysics*, 553:A36.
- Di Sisto, R. P. and Brunini, A. (2011). [Origin of craters on Phoebe: comparison with Cassini’s data](#). *Astronomy & Astrophysics*, 534:A68.

- Dias-Oliveira, A., Sicardy, B., Lellouch, E., et al. (2015). [PLUTO's ATMOSPHERE FROM STELLAR OCCULTATIONS IN 2012 AND 2013](#). *The Astrophysical Journal*, 811(1):53.
- Dias-Oliveira, A., Sicardy, B., Ortiz, J. L., et al. (2017). [Study of the Plutino Object \(208996\) 2003 AZ84 from Stellar Occultations: Size, Shape, and Topographic Features](#). *The Astronomical Journal*, 154(1):22.
- Dias-Oliveira, A., Vieira-Martins, R., Assafin, M., et al. (2013). [Analysis of 25 mutual eclipses and occultations between the Galilean satellites observed from Brazil in 2009](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432(1):225–242.
- Drummond, J., Carry, B., Merline, W., et al. (2014). [Dwarf planet Ceres: Ellipsoid dimensions and rotational pole from Keck and VLT adaptive optics images](#). *Icarus*, 236:28–37.
- Dunham, D. et al. (2014). [Asteroid Occultations V12.0. EAR-A-3-RDR-OCCULTATIONS-V12.0](#). NASA Planetary Data System.
- Elliot, J., Person, M. J., McDonald, S. W., et al. (2000). [The Prediction and Observation of the 1997 July 18 Stellar Occultation by Triton: More Evidence for Distortion and Increasing Pressure in Triton's Atmosphere](#). *Icarus*, 148(2):347–369.
- Elliot, J. L. (1979). [Stellar Occultation Studies of the Solar System](#). *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 17(1):445–475.
- Elliot, J. L., Person, M. J., Zuluaga, C. A., et al. (2010). [Size and albedo of Kuiper belt object 55636 from a stellar occultation](#). *Nature*, 465(7300):897–900.
- Emelyanov, N. (2010). [Precision of the ephemerides of outer planetary satellites](#). *Planetary and Space Science*, 58(3):411–420.
- Emelyanov, N. V. (2005). [Ephemerides of the outer Jovian satellites](#). *Astronomy and Astrophysics*, 435(3):1173–1179.
- Emelyanov, N. V. and Samorodov, M. Y. (2015). [Analytical theory of motion and new ephemeris of Triton from observations](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 454(2):2205–2215.
- Emel'yanov, N. V., Vashkov'yak, S. N., and Sheremet'ev, K. Y. (2007). [Determination of the masses of planetary satellites from their mutual gravitational perturbations](#). *Solar System Research*, 41(3):203–210.

- Everhart, E. (1985). [An efficient integrator that uses Gauss-Radau spacings](#). In Carusi, A. and Valsecchi, G. B., editors, *Dynamics of Comets: Their Origin and Evolution, Proceedings of IAU Colloq. 83*, page 185.
- Fernández, Y. R., Jewitt, D. C., and Sheppard, S. S. (2002). [Thermal Properties of Centaurs Asbolus and Chiron](#). *The Astronomical Journal*, 123(2):1050–1055.
- Folkner, W. M. (2010). Technical report, Jet Prop. Lab. Interoffice Memo. IOM 343R-10-001.
- Folkner, W. M. (2016). [DE436 planetary ephemerides spice delivery](#). Technical report, Jet Propulsion Laboratory.
- Folkner, W. M., Iess, L., Anderson, J. D., et al. (2017). [Jupiter gravity field estimated from the first two Juno orbits](#). *Geophysical Research Letters*, 44(10):4694–4700.
- Folkner, W. M., Williams, J. G., Boggs, D. H., Park, R. S., and Kuchynka, P. (2014). [The Planetary and Lunar Ephemerides DE430 and DE431](#). Technical report, Jet Propulsion Laboratory.
- Gaskell, R. W. (2013). [Gaskell Phoebe Shape Model V2.0](#). *NASA Planetary Data System*, 207.
- Giorgini, J. D., Yeomans, D. K., Chamberlin, A. B., et al. (1996). [JPL’s On-Line Solar System Data Service](#). In *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts #28*, volume 28 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 1158.
- Gladman, B., Kavelaars, J. J., Holman, M., et al. (2001). [Discovery of 12 satellites of Saturn exhibiting orbital clustering](#). *Nature*, 412(6843):163–166.
- Gomes, R., Levison, H. F., Tsiganis, K., and Morbidelli, A. (2005). [Origin of the cataclysmic Late Heavy Bombardment period of the terrestrial planets](#). *Nature*, 435(7041):466–469.
- Gomes-Júnior, A. R., Assafin, M., Beauvalet, L., et al. (2016). [New orbits of irregular satellites designed for the predictions of stellar occultations up to 2020, based on thousands of new observations](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 462(2):1351–1358.
- Gomes-Júnior, A. R., Assafin, M., Vieira-Martins, R., et al. (2015a). [Astrometric positions for 18 irregular satellites of giant planets from 23 years of observations](#). *Astronomy & Astrophysics*, 580:A76.

- Gomes-Júnior, A. R., Giacchini, B. L., Braga-Ribas, F., et al. (2015b). [Results of two multichord stellar occultations by dwarf planet \(1\) Ceres](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 451(3):2295–2302.
- Grav, T., Bauer, J. M., Mainzer, A. K., et al. (2015). [Neowise: Observations of the Irregular Satellites of Jupiter and Saturn](#). *The Astrophysical Journal*, 809(1):3.
- Grav, T. and Holman, M. J. (2004). [Near-Infrared Photometry of the Irregular Satellites of Jupiter and Saturn](#). *The Astrophysical Journal*, 605(2):L141–L144.
- Grav, T., Holman, M. J., Gladman, B. J., and Aksnes, K. (2003). [Photometric survey of the irregular satellites](#). *Icarus*, 166(1):33–45.
- Gurrola, E. M. (1995). [Interpretation of Radar Data from the Icy Galilean Satellites and Triton](#). PhD thesis, STANFORD UNIVERSITY.
- Hamilton, D. P., Skrutskie, M. F., Verbiscer, A. J., and Masci, F. J. (2015). [Small particles dominate Saturn’s Phoebe ring to surprisingly large distances](#). *Nature*, 522(7555):185–187.
- Hansen, C. J. and Paige, D. A. (1992). [A thermal model for the seasonal nitrogen cycle on Triton](#). *Icarus*, 99(2):273–288.
- Hiesinger, H., Marchi, S., Schmedemann, N., et al. (2016). [Cratering on Ceres: Implications for its crust and evolution](#). *Science*, 353(6303):aaf4759–aaf4759.
- Holt, T. R., Brown, A. J., Nesvorný, D., et al. (2017). [Cladistical analysis of the Jovian and Saturnian satellite systems](#). *ArXiv e-prints*.
- Jacobson, R., Brozović, M., Gladman, B., et al. (2012). [IRREGULAR SATELLITES OF THE OUTER PLANETS: ORBITAL UNCERTAINTIES AND ASTROMETRIC RECOVERIES IN 2009–2011](#). *The Astronomical Journal*, 144(5):132.
- Jacobson, R. A. (2009). [THE ORBITS OF THE NEPTUNIAN SATELLITES AND THE ORIENTATION OF THE POLE OF NEPTUNE](#). *The Astronomical Journal*, 137(5):4322–4329.
- Jacobson, R. A., Antreasian, P. G., Bordi, J. J., et al. (2006). [The Gravity Field of the Saturnian System from Satellite Observations and Spacecraft Tracking Data](#). *The Astronomical Journal*, 132(6):2520–2526.
- Jewitt, D. and Luu, J. (1993). [Discovery of the candidate Kuiper belt object 1992 QB1](#). *Nature*, 362(6422):730–732.

- Johnson, T. and McGetchin, T. (1973). [Topography on satellite surfaces and the shape of asteroids](#). *Icarus*, 18(4):612–620.
- Johnson, T. V. and Lunine, J. I. (2005). [Saturn’s moon Phoebe as a captured body from the outer Solar System](#). *Nature*, 435(7038):69–71.
- Karkoschka, E. (1998). [Methane, Ammonia, and Temperature Measurements of the Jovian Planets and Titan from CCD-Spectrophotometry](#). *Icarus*, 133(1):134–146.
- Kirchoff, M. R. and Schenk, P. (2010). [Impact cratering records of the mid-sized, icy saturnian satellites](#). *Icarus*, 206(2):485–497.
- Lainey, V. (2002). *Théorie dynamique des satellites galiléens*. PhD thesis, L’Observatoire de Paris.
- Lainey, V. (2016). Quantification of tidal parameters from solar system data. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 126(1–3):145–156.
- Lainey, V., Duriez, L., and Vienne, A. (2004). [New accurate ephemerides for the Galilean satellites of Jupiter](#). *Astronomy and Astrophysics*, 420(3):1171–1183.
- Leiva, R., Sicardy, B., Camargo, J. I. B., et al. (2017). [Size and Shape of Chariklo from Multi-epoch Stellar Occultations](#). *The Astronomical Journal*, 154(4):159.
- Lindgren, L. (1977). [Meridian observations of planets with a photoelectric multislit micrometer](#). *A&A*, 57:55–72.
- Lindgren, L., Lammers, U., Bastian, U., et al. (2016). [Gaia Data Release 1 - Astrometry: one billion positions, two million proper motions and parallaxes](#). *Astronomy & Astrophysics*, 595:A4.
- McDonald, I., Zijlstra, A. A., and Watson, R. A. (2017). [Fundamental parameters and infrared excesses of Tycho–Gaia stars](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471(1):770–791.
- McKinnon, W. and Kirk, R. (2007). *Triton*, chapter 26, page 483–502. Elsevier.
- McKinnon, W. B. (2012). [Where Did Ceres Accrete?](#) *LPI Contributions*, 1667:6475.
- Michalik, D., Lindgren, L., and Hobbs, D. (2015). [The Tycho-Gaia astrometric solution](#). *Astronomy & Astrophysics*, 574:A115.
- Millis, R., Wasserman, L., Franz, O., et al. (1987). [The size, shape, density, and Albedo of Ceres from its occultation of BD+8°471](#). *Icarus*, 72(3):507–518.

- Morbidelli, A., Levison, H. F., Tsiganis, K., and Gomes, R. (2005). [Chaotic capture of Jupiter's Trojan asteroids in the early Solar System](#). *Nature*, 435(7041):462–465.
- Morgado, B., Assafin, M., Vieira-Martins, R., et al. (2016). [Astrometry of mutual approximations between natural satellites. Application to the Galilean moons](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 460(4):4086–4097.
- Nascimbeni, V., Piotto, G., Ortolani, S., et al. (2016). [An all-sky catalogue of solar-type dwarfs for exoplanetary transit surveys](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 463(4):4210–4222.
- Nataf, D. M. (2016). [The Interstellar Extinction Towards the Milky Way Bulge with Planetary Nebulae, Red Clump, and RR Lyrae Stars](#). *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 33.
- Nesvorný, D., Alvarellos, J. L. A., Dones, L., and Levison, H. F. (2003). [Orbital and Collisional Evolution of the Irregular Satellites](#). *AJ*, 126(1):398–429.
- Nesvorný, D., Beaugé, C., and Dones, L. (2004). [Collisional Origin of Families of Irregular Satellites](#). *AJ*, 127(3):1768–1783.
- Nesvorný, D., Vokrouhlický, D., and Deienno, R. (2014). [CAPTURE OF IRREGULAR SATELLITES AT JUPITER](#). *ApJ*, 784(1):22.
- Nesvorný, D., Vokrouhlický, D., and Morbidelli, A. (2007). [Capture of Irregular Satellites during Planetary Encounters](#). *AJ*, 133(5):1962–1976.
- Nicholson, P. D., Cuk, M., Sheppard, S. S., Nesvorny, D., and Johnson, T. V. (2008). [Irregular Satellites of the Giant Planets](#). pages 411–424.
- Nimmo, F. and Spencer, J. (2015). [Powering Triton's recent geological activity by obliquity tides: Implications for Pluto geology](#). *Icarus*, 246:2–10.
- Nogueira, E., Brasser, R., and Gomes, R. (2011). [Reassessing the origin of Triton](#). *Icarus*, 214(1):113–130.
- Olkin, C., Elliot, J., Hammel, H., et al. (1997). [The Thermal Structure of Triton's Atmosphere: Results from the 1993 and 1995 Occultations](#). *Icarus*, 129(1):178–201.
- Olkin, C., Young, L., Borncamp, D., et al. (2015). [Evidence that Pluto's atmosphere does not collapse from occultations including the 2013 May 04 event](#). *Icarus*, 246:220–225.
- Ortiz, J. L., Duffard, R., Pinilla-Alonso, N., et al. (2015). [Possible ring material around centaur \(2060\) Chiron](#). *Astronomy & Astrophysics*, 576:A18.



- Ortiz, J. L., Santos-Sanz, P., Sicardy, B., et al. (2017). [The size, shape, density and ring of the dwarf planet Haumea from a stellar occultation](#). *Nature*, 550(7675):219–223.
- Ostro, S. J., West, R. D., Janssen, M. A., et al. (2006). [Cassini RADAR observations of Enceladus, Tethys, Dione, Rhea, Iapetus, Hyperion, and Phoebe](#). *Icarus*, 183(2):479–490.
- Pascu, D. (1994). [An appraisal of the USNO program for photographic astrometry of bright planetary satellites](#). In Morrison, L. V. and Gilmore, G. F., editors, *Galactic and Solar System Optical Astrometry*, page 304.
- Pascu, D., Storrs, A. D., Wells, E. N., et al. (2006). [HST BVI photometry of Triton and Proteus](#). *Icarus*, 185(2):487–491.
- Peng, Q., Vienne, A., Lainey, V., and Noyelles, B. (2008). [New evidence of precision premium for Galilean satellites from CCD imaging](#). *Planetary and Space Science*, 56(14):1807–1811.
- Peng, Q. Y., Wang, N., Vienne, A., Zhang, Q. F., Li, Z., and Meng, X. H. (2015). [Precise CCD positions of Phoebe in 2011-2014](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 449(3):2638–2642.
- Peters, C. F. (1981). [Numerical integration of the satellites of the outer planets](#). *Astronomy & Astrophysics*, 104:37–41.
- Pickering, E. C. (1899). [A New Satellite of Saturn](#). *The Astrophysical Journal*, 9:274.
- Porco, C. C., Baker, E., Beurle, K., et al. (2005). [Cassini Imaging Science: Initial Results on Phoebe and Iapetus](#). *Science*, 307(5713):1237–1242.
- Porco, C. C., West, R. A., McEwen, A., et al. (2003). [Cassini Imaging of Jupiter’s Atmosphere, Satellites, and Rings](#). *Science*, 299(5612):1541–1547.
- Rein, H. and Spiegel, D. S. (2015). [IAS15: a fast, adaptive, high-order integrator for gravitational dynamics, accurate to machine precision over a billion orbits](#). *MNRAS*, 446:1424–1437.
- Rettig, T. (2001). [Implied Evolutionary Differences of the Jovian Irregular Satellites from a BVR Color Survey](#). *Icarus*, 154(2):313–320.
- Robert, V., Pascu, D., Lainey, V., et al. (2016). [New astrometric measurement and reduction of USNO photographic observations of the main Saturnian satellites: 1974-1998](#). *Astronomy & Astrophysics*, 596:A37.



- Ross, F. E. (1905). [Investigations on the orbit of Phoebe](#). *Annals of Harvard College Observatory*, 53:101–142.
- Ruprecht, J. D., Bosh, A. S., Person, M. J., et al. (2015). [29 November 2011 stellar occultation by 2060 Chiron: Symmetric jet-like features](#). *Icarus*, 252:271–276.
- Russell, C. T., Raymond, C. A., Ammannito, E., et al. (2016). [Dawn arrives at Ceres: Exploration of a small, volatile-rich world](#). *Science*, 353(6303):1008 LP – 1010.
- Schmude, Jr., R. W., Baker, R. E., Fox, J., et al. (2016). [The Secular and Rotational Brightness Variations of Neptune](#). *ArXiv e-prints*.
- Sheppard, S. S. (2005). [Outer irregular satellites of the planets and their relationship with asteroids, comets and Kuiper Belt objects](#).
- Sheppard, S. S. and Jewitt, D. C. (2003). [An abundant population of small irregular satellites around Jupiter](#). *Nature*, 423(6937):261–263.
- Sicardy, B., Mousis, O., Beisker, W., et al. (1998). [Structure of Triton’s atmosphere from the occultation of Tr176](#). In *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts #30*, volume 30 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 1107.
- Sicardy, B., Ortiz, J. L., Assafin, M., et al. (2011). [A Pluto-like radius and a high albedo for the dwarf planet Eris from an occultation](#). *Nature*, 478(7370):493–496.
- Sicardy, B., Talbot, J., Meza, E., et al. (2016). [PLUTO’S ATMOSPHERE FROM THE 2015 JUNE 29 GROUND-BASED STELLAR OCCULTATION AT THE TIME OF THE NEW HORIZONS FLYBY](#). *The Astrophysical Journal*, 819(2):L38.
- Smith, B. A., Soderblom, L. A., Banfield, D., et al. (1989). [Voyager 2 at Neptune: Imaging Science Results](#). *Science*, 246(4936):1422–1449.
- Stern, S. A., Bagenal, F., Ennico, K., et al. (2015). [The Pluto system: Initial results from its exploration by New Horizons](#). *Science*, 350(6258):aad1815–aad1815.
- Tamayo, D., Burns, J. A., Hamilton, D. P., and Hedman, M. M. (2011). [Finding the trigger to Iapetus’ odd global albedo pattern: Dynamics of dust from Saturn’s irregular satellites](#). *Icarus*, 215(1):260–278.
- Thomas, P. (2000). [The Shape of Triton from Limb Profiles](#). *Icarus*, 148(2):587–588.
- Thomas, P. (2010). [Sizes, shapes, and derived properties of the saturnian satellites after the Cassini nominal mission](#). *Icarus*, 208(1):395–401.
- Thomas, P. C., Parker, J. W., McFadden, L. A., et al. (2005). [Differentiation of the asteroid Ceres as revealed by its shape](#). *Nature*, 437(7056):224–226.

- Tsiganis, K., Gomes, R., Morbidelli, A., and Levison, H. F. (2005). [Origin of the orbital architecture of the giant planets of the Solar System](#). *Nature*, 435(7041):459–461.
- U.S.N.O (2015). [Flagstaff Astrometric Scanning Transit Telescope Planet and Planetary Satellite Observations](#).
- Verbiscer, A. J., Skrutskie, M. F., and Hamilton, D. P. (2009). [Saturn’s largest ring](#). *Nature*, 461(7267):1098–1100.
- Viswanathan, V., Fienga, A., Gastineau, M., and Laskar, J. (2017). [INPOP17a a planetary ephemerides scientific notes](#). Technical report, Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Éphémérides.
- Vokrouhlický, D., Bottke, W. F., and Nesvorný, D. (2016). [Capture of Trans-Neptunian Planetesimals in the Main Asteroid Belt](#). *The Astronomical Journal*, 152(2):39.
- Widemann, T., Sicardy, B., Dusser, R., et al. (2009). [Titania’s radius and an upper limit on its atmosphere from the September 8, 2001 stellar occultation](#). *Icarus*, 199(2):458–476.
- Zacharias, N., Finch, C., and Frouard, J. (2017). [UCAC5: New Proper Motions Using Gaia DR1](#). *The Astronomical Journal*, 153(4):166.
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. (2013). [THE FOURTH US NAVAL OBSERVATORY CCD ASTROGRAPH CATALOG \(UCAC4\)](#). *The Astronomical Journal*, 145(2):44.

## A Artigos de minha autoria

Nesta seção estão anexados os 3 artigos que publiquei como primeiro autor por ordem de publicação. O primeiro referente ao artigo [Gomes-Júnior et al. \(2015b\)](#) é sobre as ocultações de Ceres descritas no [Capítulo 5](#). O segundo, publicado em Agosto de 2015, é sobre a astrometria dos satélites irregulares descrita na [Seção 6.2](#). O terceiro e último, publicado em Julho de 2016, é [Gomes-Júnior et al. \(2016\)](#) sobre a predição de ocultações estelares por satélites irregulares descrita na [Seção 6.3](#). São eles:

- Gomes-Júnior, A. R., Giacchini, B. L., Braga-Ribas, F., et al. (2015b). [Results of two multichord stellar occultations by dwarf planet \(1\) Ceres](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 451(3):2295–2302
- Gomes-Júnior, A. R., Assafin, M., Vieira-Martins, R., et al. (2015a). [Astrometric positions for 18 irregular satellites of giant planets from 23 years of observations](#). *Astronomy & Astrophysics*, 580:A76
- Gomes-Júnior, A. R., Assafin, M., Beauvalet, L., et al. (2016). [New orbits of irregular satellites designed for the predictions of stellar occultations up to 2020, based on thousands of new observations](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 462(2):1351–1358



## Results of two multichord stellar occultations by dwarf planet (1) Ceres

A. R. Gomes-Júnior,<sup>1★</sup> B. L. Giacchini,<sup>2,3,4★</sup> F. Braga-Ribas,<sup>5,6★†</sup> M. Assafin,<sup>1†‡</sup>  
 R. Vieira-Martins,<sup>1,5†‡</sup> J. I. B. Camargo,<sup>5†</sup> B. Sicardy,<sup>7</sup> B. Timerson,<sup>4</sup> T. George,<sup>4</sup>  
 J. Broughton,<sup>8</sup> T. Blank,<sup>4</sup> G. Benedetti-Rossi,<sup>5</sup> J. Brooks,<sup>4</sup> R. F. Dantowitz,<sup>9</sup>  
 D. W. Dunham,<sup>4</sup> J. B. Dunham,<sup>4</sup> C. K. Ellington,<sup>4</sup> M. Emilio,<sup>10</sup> F. R. Herpich,<sup>11</sup>  
 C. Jacques,<sup>3,12</sup> P. D. Maley,<sup>4,13</sup> L. Mehret,<sup>10</sup> A. J. T. Mello,<sup>14</sup> A. C. Milone,<sup>15</sup>  
 E. Pimentel,<sup>3,12</sup> W. Schoenell<sup>11</sup> and N. S. Weber<sup>9</sup>

<sup>1</sup>Observatório do Valongo/UFRJ, Ladeira Pedro Antônio 43, CEP 20.080-090 Rio de Janeiro – RJ, Brazil

<sup>2</sup>Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas, Rua Dr Xavier Sigaud 150, Rio de Janeiro 22290-180, Brazil

<sup>3</sup>Seção de Ocultações/REA-Brasil, Av. Professor Magalhães Penido 403, Belo Horizonte 31270-700, Brazil

<sup>4</sup>International Occultation Timing Association, PO Box 131034, Houston, TX 77219-1034, USA

<sup>5</sup>Observatório Nacional/MCTI, R. General José Cristino 77, CEP 20921-400 Rio de Janeiro – RJ, Brazil

<sup>6</sup>Federal University of Technology – Paraná (UTFPR / DAFIS), Rua Sete de Setembro, 3165, CEP 80230-901, Curitiba, PR, Brazil

<sup>7</sup>LESIA, Observatoire de Paris, CNRS UMR 8109, Université Pierre et Marie Curie, Université Paris-Diderot, 5 place Jules Janssen, F-92195 Meudon Cedex, France

<sup>8</sup>RASNZ Occultation Section, PO Box 3181, Wellington, New Zealand

<sup>9</sup>Clay Center Observatory at Dexter Southfield, 20 Newton Street, Brookline, MA 02445, USA

<sup>10</sup>Universidade Estadual de Ponta Grossa, Observatório Astronômico/DEGEO, Av. General Carlos Cavalcanti 4748, CEP 84.030-900 Ponta Grossa - PR, Brazil

<sup>11</sup>Universidade Federal de Santa Catarina, Cx. Postal 476, CEP 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil

<sup>12</sup>Centro de Estudos Astronômicos de Minas Gerais, Rua Aimorés 2735, Belo Horizonte 30140-072, Brazil

<sup>13</sup>NASA Johnson Space Center Astronomical Society, Houston, TX, USA

<sup>14</sup>Federal University of Technology – Paraná (UTFPR / DAELT), Rua Sete de Setembro, 3165, CEP 80230-901, Curitiba, PR, Brazil

<sup>15</sup>Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, Divisão de Astrofísica, Av. dos Astronautas 1758, São José dos Campos - SP 12227-010, Brazil

Accepted 2015 May 11. Received 2015 May 9; in original form 2015 April 11

### ABSTRACT

We report the results of two multichord stellar occultations by the dwarf planet (1) Ceres that were observed from Brazil on 2010 August 17, and from the USA on 2013 October 25. Four positive detections were obtained for the 2010 occultation, and nine for the 2013 occultation. Elliptical models were adjusted to the observed chords to obtain Ceres' size and shape. Two limb-fitting solutions were studied for each event. The first one is a nominal solution with an indeterminate polar aspect angle. The second one was constrained by the pole coordinates as given by Drummond et al. Assuming a Maclaurin spheroid, we determine an equatorial diameter of  $972 \pm 6$  km and an apparent oblateness of  $0.08 \pm 0.03$  as our best solution. These results are compared to all available size and shape determinations for Ceres made so far, and shall be confirmed by the NASA's *Dawn* space mission.

**Key words:** occultations – minor planets, asteroids: individual: (1, Ceres) – planets and satellites: fundamental parameters.

### 1 INTRODUCTION

Ceres is the sole example of a dwarf planet in the inner Solar system. Far from being mere taxonomic information, this suggests the great impact its study can have on the understanding of planetary formation and evolution of the Solar system. Indeed, it was proposed that Ceres' origin could have been as a trans-Neptunian object (McKinnon 2012), later scattered to the Main Belt due to the giant planets' migration predicted by the 'Nice Model' (Gomes et al. 2005). Even if it was formed close to its current location, the dynamical history of the Solar system must have left its signatures

\*E-mail: [altair08@astro.ufrj.br](mailto:altair08@astro.ufrj.br) (ARG-J); [breno@cbpf.br](mailto:breno@cbpf.br) (BLG); [ribas@on.br](mailto:ribas@on.br) (FB-R)

†Associated to Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia - LInEA, Rua Gal. José Cristino 77, CEP 20921-400 Rio de Janeiro, Brazil.

‡Affiliated researcher at Observatoire de Paris/IMCCE, 77 Avenue Denfert Rochereau, F-75014 Paris, France.

2296 *A. R. Gomes-Júnior et al.***Table 1.** Circumstances of observation for all observing stations of the 2010 event.

Site	Longitude Latitude Height	Telescope Aperture <i>f</i> -ratio	Exposure Cycle time Camera	Result Ingress Egress	Observer
Belo Horizonte CEAMIG-REA	43°59'51"1 W 19°49'49"0 S 825 m	LX200 31 cm <i>f</i> /10	5 s 12 s SBIG ST10	Positive 22:39:03.9 ± 0.6 s 22:40:20 ± 5 s	C. Jacques E. Pimentel
Pico dos Dias LNA	45°34'45"1 W 22°32'03"7 S 1864 m	Zeiss 60 cm <i>f</i> /12.5	1 s 2 s Andor Ikon	Positive 22:37:30.3 ± 0.6 s 22:41:55.3 ± 0.7 s	J. I. B. Camargo G. B. Rossi
São José dos Campos INPE	45°51'44"0 W 23°12'33"0 S 620 m	C11 28 cm <i>f</i> /6.3	2 s 5 s SBIG ST7	Egress only Start obs.: 22:39:44 22:42:03.0 ± 0.2 s	A. C. Milone T. Maldonado M. Okada
Ponta Grossa UEPG	50°05'56"0 W 25°05'22"2 S 910 m	RCX 400 40 cm <i>f</i> /8	30 s 52 s SBIG STL6E	Positive 22:37:17 ± 13 s 22:39:56 ± 13 s	M. Emilio L. Mehret
Florianópolis UFSC	48°31'20"5 W 27°36'12"3 S 20 m	C11 28 cm <i>f</i> /10	3 s 6 s SBIG ST7	No occultation Start obs.: 21:49:27 End obs.: 22:51:21	W. Schoenell A. J. T. Mello F. R. Herpich

on Ceres. These could include not only the late heavy bombardment features that might exist on its surface, but also the make-up of its volatiles, which could have been transported from the outer region.

Since the 1970s it has been speculated that Ceres could contain water vapour, which was recently verified (Küppers et al. 2014). Although the water regime on this object is still unknown, some internal structure models suggest the existence of a water ice – or even a liquid water – layer (Castillo-Rogez 2011). Yet the very question of whether Ceres underwent differentiation is open and, on the assumption of an affirmative answer, it is natural to ask if it ever had tectonics, what its geological evolution was, and if it is still active. Inarguably NASA's *Dawn* mission (Russell et al. 2004), which is currently orbiting the dwarf planet, will shed light on several open issues concerning Ceres.

Containing approximately one-fifth of the whole Main Belt's mass, Ceres is expected to have an equilibrium figure, i.e. a Maclaurin or a Jacobi ellipsoid. In fact, direct observations of Ceres by means of adaptive optics indicate that it is an oblate spheroid (Drummond et al. 2014). The precise knowledge of its size and shape is of utmost importance, for the models of density, internal structure, and differentiation.

The best ground-based technique for determining shape and size of a faraway object is the study of its shadow, cast by a star during an occultation. Since the 1960s occultations have provided measurements of hundreds of asteroids, thanks partially to the fruitful professional–amateur collaboration on the field. More recently, this technique has been applied to objects of the outer Solar system and has unveiled outstanding features of distant bodies, e.g. the ring system around the Centaur (10199) Chariklo (Braga-Ribas et al. 2014).

The first stellar occultation by Ceres was observed in 1984 (Millis et al. 1987) and led to the determination of its size to the precision of some kilometres, at a time when the uncertainties were often ten times larger. The high apparent brightness of Ceres, as compared to most asteroids, imposes a somewhat strong constraint on the stars capable of causing a detectable magnitude drop when occulted. For instance, after the 1984 event, to our knowledge, only four stellar occultations have been observed (Dunham et al. 2014). Two of them had only two chords each, thus not sufficient for providing accurate

results.<sup>1</sup> The two remaining events, which occurred on 2010 August 17 and 2013 October 25, are reported in the present work and are the first ones that used charged-couple devices (CCD) as recording systems. Throughout the paper we shall refer to these events as the '2010 occultation' and the '2013 occultation'.

Both events were predicted by Steve Preston<sup>2</sup> on behalf of the International Occultation Timing Association, during routine prediction of asteroidal occultations of bright stars.

This work is organized as follows. In Sections 2 and 3 we analyse the 2010 and the 2013 occultations, respectively. In Section 4 we give the geocentric positions of Ceres derived from the occultations. The comparison of our results to those in the literature is carried out in Section 5.

## 2 THE 2010 OCCULTATION

### 2.1 Observations

As predicted, on 2010 August 17 Ceres occulted the star TYC 6833-163-1 (UCAC4 313-111823), which has magnitude  $V = 11.55$  and has the ICRS position, based on UCAC4 catalogue (Zacharias et al. 2013), to the date of occultation:

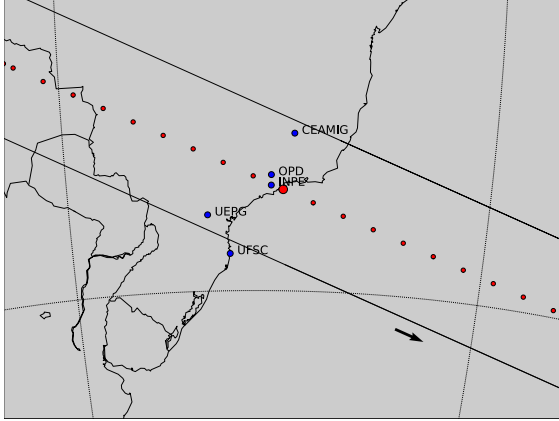
$$\begin{cases} \alpha = 17^{\text{h}}18^{\text{m}}29^{\text{s}}.0085 \\ \delta = -27^{\circ}26'38''.867. \end{cases} \quad (1)$$

Observations were carried out in Brazil from five different sites as displayed in Table 1 and Fig. 1. The occultation was detected from four of them. The southernmost one (UFSC) had a negative chord. From the positive sites, the one named INPE started observing after the event was already in progress, due to technical difficulties, thus providing only the star's reappearance time; the other three recorded the whole phenomenon.

A remarkable circumstance of this event was the low velocity of Ceres: only  $3.9 \text{ km s}^{-1}$  in the plane of the sky. Therefore, even exposures of a few seconds would translate in a relevant spatial resolution.

<sup>1</sup> These events took place on 1994 August 22 and 2010 October 30.

<sup>2</sup> Predictions are published at <http://asteroidoccultation.com>



**Figure 1.** Post-occultation reconstruction of Ceres' shadow path on Earth for the 2010 August 17 event. The big red dot is the geocentric closest approach at 22:40:25 UT. The small red ones represent the centre of the shadow separated by one minute, shadow moves from the left to the right. Blue dots are the sites that have observed the event. As described in text, UFSC had a negative chord.

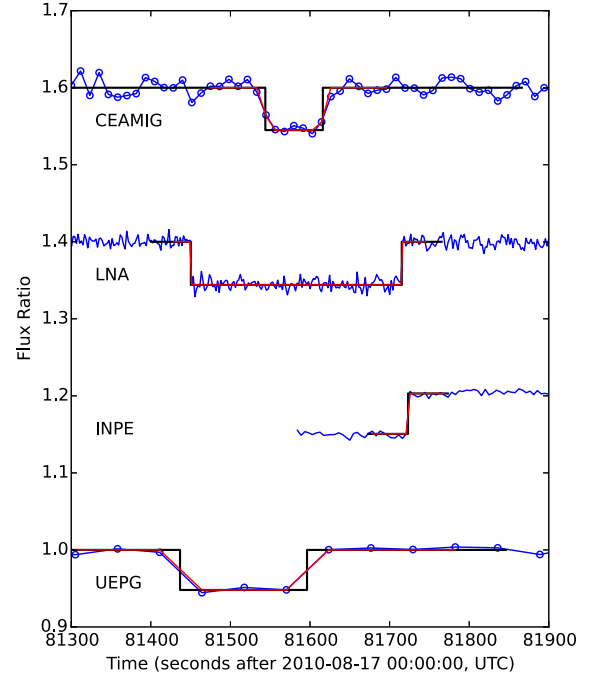
All the observations were made through a sequence of images obtained with CCDs. The times of each exposure were available on the header of each image with an internal accuracy of a few hundredths of a second. CEAMIG had only the integer part of the second available, due to the acquisition software used. The fraction of a second could be retrieved as described on the Section 3.1 of Braga-Ribas et al. (2013, which shall be referred as BR13 hereafter). Cycle times (exposure plus read-out) varied from 2 to 52 s, as can be verified in Table 1, making it a heterogeneous set of observations and imposing an error of a few seconds for the ingress/egress times of some sites.

## 2.2 Light curves

The flux of the star in the five occultation chords was obtained from the FITS images with the Platform for Reduction of Astronomical Images Automatically (PRAIA) (Assafin et al. 2011). The light curves were normalized to the flux of the star plus Ceres, as they were merged right before and after the occultation. Additionally, they were normalized by fitting a polynomial curve (of first or second order) outside the flux drop, so that the flux ratio was set to 1 outside the occultation.

The ingress (disappearance) and egress (reappearance) instants of the occultation were obtained for each light curve by fitting a square-well model convoluted with the Fresnel diffraction, the CCD bandwidth, the stellar apparent diameter, and the applied finite exposure time; see Widemann et al. (2009) and BR13. The smallest integration time used in the positive observations was 1.0 s, which translates to almost 3.9 km in the celestial plane. Therefore, the error on the time determination of the ingress and egress is largely dominated by the integration times, not by Fresnel diffraction or star diameter, which are both of the order of a few hundred metres for this event. The occultation data fit consists in minimizing a classical  $\chi^2$  function for each light curve, as described in Sicardy et al. (2011) and BR13. The free parameter to adjust is the ingress or egress instant, which provides the minimum value of  $\chi^2$ , denoted as  $\chi_{\min}^2$ . The best fittings to the 2010 occultation light curves are shown in Fig. 2, and the derived occultation times are listed in Table 1.

## Results of two stellar occultations by Ceres 2297



**Figure 2.** The four occultation light curves normalized and vertically shifted by a factor of 0.2 for better visualization. The solid black lines are the best fit of the square-well model to the data. Red lines are the square-well model convoluted with the Fresnel diffraction, the star diameter, and the applied exposure time. The mid-times of the occultations do not coincide due to the propagation delays of the shadow due to the distinct longitude of the sites. Exposures at INPE started after the immersion, as explained in the text.

## 2.3 Limb-fitting methodology

The methodology used to analyse Ceres' profile from the observations is the same described by Sicardy et al. (2011) and BR13. Each combination of site position and recorded ingress/egress instant, together with star coordinates and Ceres' ephemeris, corresponds to a point in the plane of the sky. The collection of all these points ideally determines the apparent limb of Ceres.

We adopt an elliptic model for the limb profile, resulting from the projection of an oblate spheroid on to the sky plane. This choice is supported by the work of Drummond et al. (2014), by means of direct imaging of Ceres. Hence, we have  $N = 7$  chord extremities to adjust the  $M = 5$  parameters which define an ellipse: apparent semimajor and semiminor axis ( $a'$  and  $b'$ , respectively), position angle  $P$  of its semiminor axis and the position ( $f_c$ ,  $g_c$ ) of its centre with respect to the occulted star. Of course, the apparent semimajor axis  $a'$  is equivalent to the equatorial radius  $R_{\text{equa}}$  of the ellipsoid. The coordinates  $f_c$  and  $g_c$ , in kilometres, are calculated using the JPL#33 Ceres' ephemeris (Giorgini et al. 1996) and the occulted star's position. They are positive towards the local celestial east and north, respectively. The position angle  $P$  is counted positively from the direction of local celestial north to celestial east. The apparent oblateness can be defined by  $\epsilon' = 1 - (b'/a')$ . The best-fitting solution is obtained minimizing a reduced  $\chi^2$  function, where we define the number of degrees of freedom of the problem as  $\mathcal{N} \equiv N - M$ . All the procedures that allow the determination of the error bars of the physical parameters can be found in BR13.

2298 *A. R. Gomes-Júnior et al.*
**Table 2.** Results of limb fitting to the data of the 2010 and 2013 events.

Solution	2010/Nominal	2010/Pole-constrained	2013/Nominal	2013/Pole-constrained
Equatorial diameter (km)	982 ± 14	<b>972 ± 6</b>	971 ± 7	971 ± 7
True oblateness	0.08 ± 0.03	<b>0.08 ± 0.03</b>	0.08 ± 0.04	0.08 ± 0.04
Position angle (deg)	5 ± 10	<b>12 ± 3 (*)</b>	22 ± 5	25 ± 3 (*)
$f_c$ (km)	97 ± 9	<b>102 ± 5</b>	77 ± 6	78 ± 6
$g_c$ (km)	16 ± 15	<b>21 ± 11</b>	13 ± 16	13 ± 16
$\chi_{r,\min}^2$	0.24	<b>0.42</b>	1.27	1.27

*Notes.* In bold we highlight our best solution. Error bars are at  $1\sigma$  level. The polar diameter ( $D_{\text{pol}}$ ) can be easily calculated from  $D_{\text{pol}} = D_{\text{equa}}(1 - \epsilon)$ . (\*) Position angle derived from Ceres' rotational pole coordinates determined by Drummond et al. (2014).

## 2.4 Limb-fitting solutions

Two possible solutions were considered for the limb fitting. The first, which we call nominal solution, consists of determining the five parameters that characterize an ellipse from the seven observed contacts. As we shortly show, it led to a rather large uncertainty on the position angle. Furthermore, the nominal solution alone is not capable of returning the true oblateness, which can be evaluated through equation 2 of BR13 provided that the aspect angle  $\zeta$  is known.

It is possible to derive the pole position ( $\zeta, P$ ) from the coordinates of Ceres' pole ( $\alpha_p, \delta_p$ ) and its ephemeris ( $\alpha, \delta$ ) via

$$\begin{cases} \cos(\zeta) = -\sin(\delta_p)\sin(\delta) - \cos(\delta_p)\cos(\delta)\cos(\alpha_p - \alpha) \\ \tan(P) = \frac{\sin(\alpha_p - \alpha)}{\tan(\delta_p)\cos(\delta) - \sin(\delta)\cos(\alpha_p - \alpha)}, \end{cases} \quad (2)$$

where  $\zeta = 0^\circ$  and  $\zeta = 90^\circ$ , respectively, correspond to a pole-on and an equator-on geometry.

From observations with adaptive optics spanning a 10-year period, Drummond et al. (2014) determined the position of Ceres' polar axis within an error of only  $3^\circ$ :

$$\alpha_p = (287 \pm 3)^\circ, \quad \delta_p = (+64 \pm 3)^\circ, \quad (3)$$

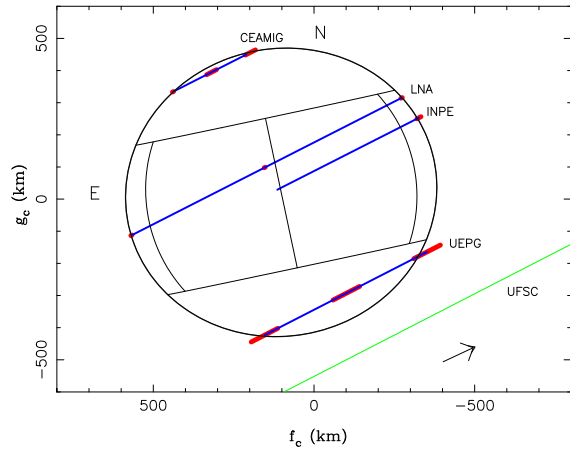
in equatorial J2000 coordinates. Together with Ceres' ephemeris at the moment of the occultation, this corresponds to the polar aspect angle  $\zeta = 86^\circ.1$ , which is very close to an equator-on geometry. Hence, we expect true figures to be similar to apparent ones.

The knowledge of Ceres' pole not only allows the determination of its polar aspect, it suffices to set its position angle. Therefore equations (2) and (3) may act as a constraint for  $P$ , and a second solution can be obtained by probing the parameter space with the restriction that the position angle is confined to the range that follows from equation (3). We call this the 'pole-constrained solution'.

### 2.4.1 Nominal solution

With the seven observed contacts it is possible to adjust the five parameters which define an ellipse. For the best-fitting solution we find  $\chi_{r,\min}^2 = 0.24$ , which could be interpreted as a slightly overestimation of the error bars with regard to the good quality of the fit. However, inasmuch as the problem has only two degrees of freedom, it is far from the statistical realm and relatively small  $\chi_{r,\min}^2$  are acceptable.

The resulting values of equatorial diameter, oblateness, position angle, and centre coordinates are presented in the second column of Table 2.



**Figure 3.** The best elliptical fit for the occultation chords for the event of 2010 using the times from Table 1 and the pole-constrained solution. The arrow indicates the direction of motion, blue lines are the observed chords, the red segments are the ingress, egress and mid-occultation error bars at  $1\sigma$  level.

Already mentioned, the parameter with the largest uncertainty is the position angle: spanning on a  $20^\circ$  interval, its determination has a relative precision worse than 10 per cent. Clearly, the coordinates of Ceres' pole (equation 3) can impose a strong constraint on the position angle, as the next solution shows.

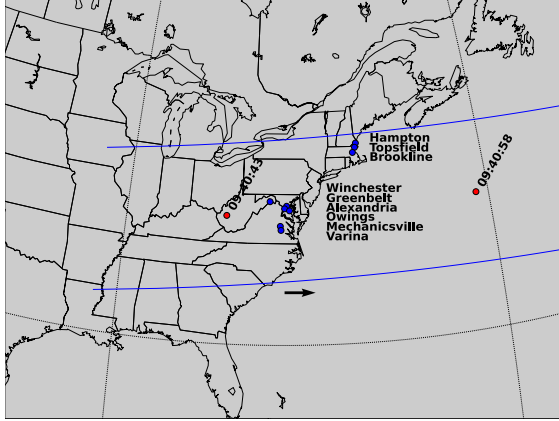
Finally, the correction to the oblateness due to Ceres' polar aspect angle lies within the  $1\sigma$  error bar and has no statistical relevance; hence  $\epsilon = 0.08 \pm 0.03$ .

### 2.4.2 Pole-constrained solution

At the occultation, the coordinates (equation 3) of Ceres' rotational pole correspond to the position angle  $P = (12 \pm 3)^\circ$ . Exploration of the parameter space, restricted to ellipses with position angles laying within this range, results in the pole-constrained solution. The related physical parameters are displayed on the third column of Table 2 in boldface, while the best-fitting solution is depicted in Fig. 3.

We notice that the constraint corresponds to the upper limit of nominal solution's  $1\sigma$  error bar for  $P$ . On the other hand, it selects the smallest values of semimajor axis, improving its determination by a factor of about 2. Notwithstanding, oblateness' figures remain the same.





**Figure 4.** Post-occultation reconstruction of Ceres' shadow path on Earth for the 2013 October 25 event at the east coast of USA. Upper view of the occultation over the sites that observed the event (blue dots). Red points are the centre of the shadow separated by 15 s.

### 3 THE 2013 OCCULTATION

#### 3.1 Observations

The event which took place on 2013 October 25 involved the star TYC 865-911-1 (UCAC4 496-058191), of magnitude  $V = 10.05$ .

#### Results of two stellar occultations by Ceres 2299

Based on UCAC4 (Zacharias et al. 2013), the ICRS position to the date of occultation is

$$\begin{cases} \alpha = 11^{\text{h}}57^{\text{m}}52^{\text{s}}.7641 \\ \delta = +09^{\circ}07'49''.835. \end{cases} \quad (4)$$

The occultation could only be visible in the United States, before dawn, as depicted in Fig. 4.

Nine positive chords were obtained by the variety of instruments listed in Table 3. Each station was equipped with a video camera with negligible readout times. This was of particular importance, since in this event Ceres' shadow speed was  $42.6 \text{ km s}^{-1}$ , much faster than in the 2010 event.

Three different timing synchronization procedures were adopted among the set of observing stations. At Greenbelt and Owings, the IPPS signal of a GPS unit was used to calibrate time stamps which were inserted at each frame of the video. Time extraction is thus straightforward, after taking camera delays into account. On the other hand, at Brookline the clock would be synchronized by an internet server. A lack of connection, however, resulted in spurious times. In fact, comparison between the times obtained at this station and the others suggests that the former have a delay of about 64 s. Therefore, we do not use Brookline's times in the analysis that follows. Finally, at the remaining six stations the videos were recorded by camcorders on digital tapes. The timing method consisted in the comparison of the camcorder internal clock to a IPPS GPS signal, before and after the recording of the occultation. Absolute timing errors of this procedure are expected to be less than 0.1 s.

**Table 3.** Circumstances of observation for the observing stations of the 2013 event.

Site	Longitude Latitude Height	Telescope: Aperture f-ratio	Camera Cycle time	Result Ingress Egress	Observer
Hampton	70°48'59".7 W 42°53'52".8 N 7 m	12 cm <i>f</i> /5	PC164C-EX2 0.033 s	Positive 09:40:46.9 ± 0.1 s 09:40:57.26 ± 0.08 s	T. Blank
Topsfield	70°55'16".6 W 42°37'55".9 N 45 m	12 cm <i>f</i> /5	PC164C-EX2 0.033 s	Positive 09:40:45.4 ± 0.1 s 09:40:58.0 ± 0.1 s	T. Blank
Brookline	71°08'14".5 W 42°18'27".4 N 109 m	64 cm <i>f</i> /9.6	Infinity2-1R 0.015 s	Positive 09:41:48.00 ± 0.01 s 09:42:02.93 ± 0.01 s	N. Weber R. Dantowitz
Winchester	78°14'39".6 W 39°16'21".5 N 211 m	36 cm <i>f</i> /5	PC164C 0.033 s	Positive 09:40:33.26 ± 0.08 s 09:40:55.86 ± 0.09 s	J. Brooks
Greenbelt	76°52'09".4 W 38°59'12".1 N 52 m	12 cm <i>f</i> /2.5	PC164C-EX2 0.033 s	Positive 09:40:33.6 ± 0.1 s 09:40:56.4 ± 0.1 s	J. Dunham D. Dunham
Alexandria	77°02'28".3 W 38°49'19".1 N 8 m	7 cm <i>f</i> /10	Watec120N 0.067 s	Positive 09:40:33.3 ± 0.1 s 09:40:56.1 ± 0.1 s	P. Maley
Owings	76°38'06".3 W 38°41'26".5 N 38 m	25 cm <i>f</i> /3.3	PC164C 0.033 s	Positive 09:40:34.27 ± 0.05 s 09:40:56.0 ± 0.2 s	C. Ellington
Mechanicsville	77°23'06".7 W 37°41'26".1 N 60 m	12 cm <i>f</i> /2.5	PC164C-EX2 0.033 s	Positive 09:40:33.0 ± 0.1 s 09:40:54.8 ± 0.1 s	D. Dunham
Varina	77°19'49".3 W 37°25'58".6 N 19 m	12 cm <i>f</i> /2.5	PC164C-EX2 0.033 s	Positive 09:40:32.4 ± 0.3 s 09:40:53.1 ± 0.2 s	D. Dunham



2300 *A. R. Gomes-Júnior et al.*

During the event Ceres was low in the horizon, with altitudes between  $15^\circ$  (Winchester) and  $20^\circ$  (Hampton). Strong scintillation is expected in such a scenario which, combined to short integration times and the low magnitude drop of the event, resulted in rather noisy light curves and thus larger uncertainties in the time of the contacts, as is shown in the next section.

### 3.2 Light curves

All videos were converted to FITS images and the photometry of the target was obtained via *PRAIA* (Assafin et al. 2011). The light curves were normalized to the flux of a reference star when available on the field.

To reduce the noise, the data were binned by groups of five images – with the exception of Greenbelt, which was averaged in sets of 10. This procedure enlarges the effective integration times reported in Table 3 by a factor of 5 (or 10). As in the 2010 event, an additional normalization by a polynomial curve was applied.

The ingress and egress instants of the occultation were obtained by the same procedure explained in Section 2.2. Since the typical effective integration time used (0.17 s) translates to about 7 km in the celestial plane, and the Fresnel scale and star diameter are again of the order of a few hundreds of metres, the theoretical occultation light curves are largely dominated by the integration times, as for the 2010 event.

The best-fittings to the occultation light curves are shown in Fig. 5, and the derived occultation times are listed in Table 3.

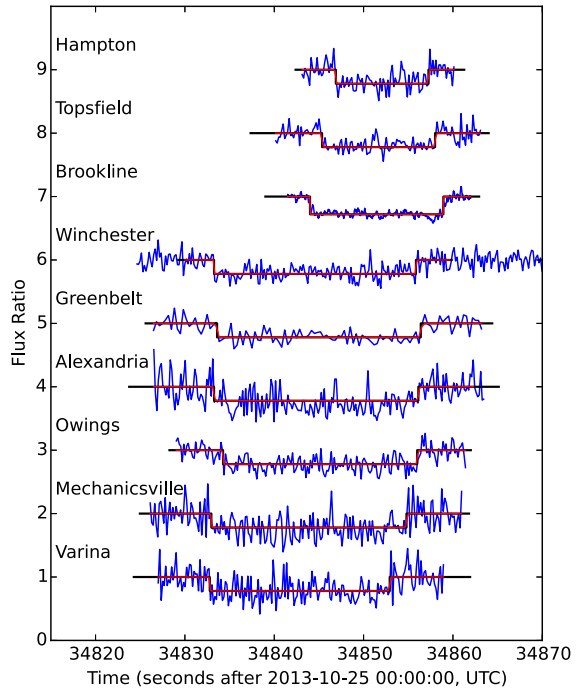
### 3.3 Limb-fitting solutions

Elliptical limb profiles were adjusted to all the available<sup>3</sup> chords by the same procedure described in Section 2.3. This yielded  $\chi_{r,\min}^2 = 13$ , suggesting that an elliptic model is not satisfactory to the data. Indeed, a quick glance at a plot of the observed chords, such as in Fig. 6, shows that the Varina chord seems to be somewhat advanced with respect to the others. Taking into account that in this station time stamps were not inserted on the video frames, it is fairly possible to attribute this advance to an eventual problem on the correspondence between camcorder's and GPS' times. This could be caused, for example, if the camcorder delayed to start the recording and, since this was an unattended pre-pointed station, this fact would not be noticed by the analysis of the video itself.

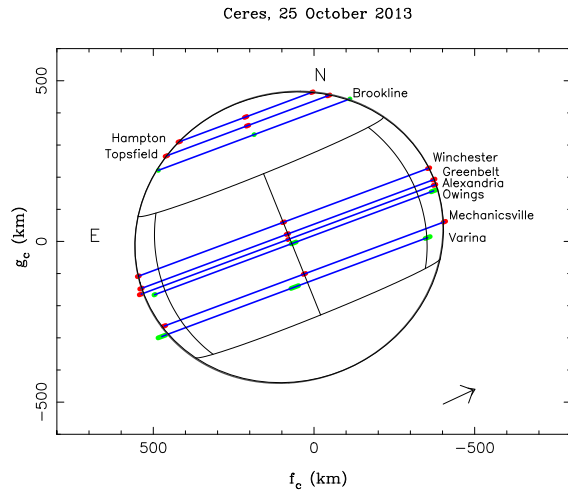
The immersion recorded at Owings also seems to be shifted (delayed) with respect to the nearby chords (see Fig. 6). This chord, actually, has roughly the same length of Mechanicsville's, despite the fact that they are separated by about 100 km. Differently from Varina, though, this station had time stamps inserted in each frame of the video, which makes it more unlikely to justify an eventual timing issue. Another possible explanation for the apparent problem of the times of this chord is the determination of the ingress and egress instants in the light-curve analysis, which could have been affected by noise. Finally, the delay during the ingress could be caused by a relief feature in Ceres; we shall soon return to this hypothesis.

In a second limb fitting, thus, we did not consider Brookline, Varina, and Owings chords. The adjustment of the five parameters which define an ellipse to the 12 contacts then resulted in  $\chi_{r,\min}^2 = 1.27$ , indicating that the fitting is in good agreement with

<sup>3</sup> Brookline's chord was not used for limb fitting since it had an inaccurate absolute time.



**Figure 5.** The nine occultation light curves normalized and vertically shifted by a factor of 1.0 for better viewing, see Fig. 2 for the explanation of the graph. The light curve of Brookline is shifted by  $-64$  s as explained in the text.



**Figure 6.** The best elliptical fit for the occultation chords for the event of 2013 using timing from Table 3 and the pole-constrained solution. The arrow indicates the direction of motion, blue lines are the observed chords, the red and green segments are the ingress, egress and mid-occultation error bars at  $1\sigma$  level. The chords with green error bars were not used during the limb-fitting process. The chord of Brookline if shifted by  $-64$  s as explained in the text.

the observed data within the error bars. This is the solution depicted in Fig. 6, where we see that the chord length measured in Brookline is compatible to the model. The associated physical parameters are presented in Table 2 as the nominal solution.

For this event the polar aspect angle is  $\zeta = 90.7$ , which makes the true oblateness equal to the apparent one, within the error bars.

The position angle of this nominal solution is better constrained than the 2010 occultation. Actually, the uncertainty in the former is of  $5^\circ$  in contrast to  $10^\circ$  of the latter. This suggests that the pole-constrained solution obtained via the position of Ceres' pole (equation 3) would not be significantly different from the nominal one.

This assumption was confirmed when we carried out the limb fitting with the constraint  $P = (25 \pm 3)^\circ$ , the position angle at the occultation which follows from equation (3). The physical parameters related to this pole-constrained solution are presented in the last column of Table 2, and are essentially the same of the nominal solution.

In the hypothesis that the delay observed in the immersion at Owings could be associated with a limb topography feature, the recorded contact would then correspond to a negative elevation of  $31 \pm 4$  km with respect to the best-fitting ellipse. Theoretical models, however, predict that reliefs in Ceres should not be higher than about 10–20 km (Johnson & McGetchin 1973), while published observational data sets the bound of 18 km (Carry et al. 2008). More recently, images by the probe *Dawn* also reveal an even smoother surface. Therefore, the association of Owings first contact to a relief is improbable.

#### 4 ASTROMETRY FROM OCCULTATIONS

The objects' geocentric positions derived from stellar occultations are most valuable for improving their orbits (Desmars et al. 2015). Usually the precision of the astrometric positions are limited by the accuracy of the occulted star position, not by the limb fit. Ceres' geocentric J2000 positions at the time of each occultation are displayed in equations (5) and (6). The errors of the positions come from the errors of the star positions, taken from the catalogues and from the errors of the relative apparent distances between star and Ceres, derived from the limb fit (which are displayed as  $\Delta\alpha \cos \delta$ ,  $\Delta\delta$ ),

$$2010 \text{ Aug } 17 \begin{cases} \text{Time} = 22 : 40 : 00 \\ \alpha = 17^{\text{h}} 18^{\text{m}} 29^{\text{s}}.0122 \pm 0''.027 \\ \delta = -27^\circ 26' 38''.617 \pm 0''.028 \\ \Delta\alpha \cos \delta = 0''.003; \Delta\delta = 0''.007 \end{cases} \quad (5)$$

$$2013 \text{ Oct } 25 \begin{cases} \text{Time} = 09 : 45 : 00 \\ \alpha = 11^{\text{h}} 57^{\text{m}} 52^{\text{s}}.9154 \pm 0''.019 \\ \delta = +09^\circ 07' 49''.865 \pm 0''.021 \\ \Delta\alpha \cos \delta = 0''.002; \Delta\delta = 0''.007. \end{cases} \quad (6)$$

#### 5 DISCUSSION

A quick glance at Table 2 shows overall agreement between the physical parameters derived from both occultations, especially in the equatorial diameter. The differences of the solutions occur basically on the size of their error bars, and can be justified by the particularities of each set of data, as discussed below.

The 2010 event, for example, had only seven contacts; none the less, they were well distributed over Ceres' disc (see Fig. 3) acting as

#### Results of two stellar occultations by Ceres 2301

**Table 4.** Ceres' equatorial diameter and oblateness.

Eq. diameter (km)	Oblateness	Method	Ref.
$972 \pm 6$	$0.08 \pm 0.03$	Occultation	1
$967 \pm 10$	$0.078 \pm 0.015$	Keck+VTL	2
$959 \pm 5$	$0.074 \pm 0.007$	Keck	3
$975 \pm 4$	$0.067 \pm 0.005$	<i>HST</i>	4
$959 \pm 5$	$0.05 \pm 0.01$	Occultation	5

References: 1: Present work. 2: Drummond et al. (2014). 3: Carry et al. (2008). 4: Thomas et al. (2005). 5: Millis et al. (1987).

a constraint to its shape. On the other hand, the 2013 event had five more exploitable contacts, but they were concentrated in certain regions of the body. In particular, the absence of chords close to Ceres' south pole made its oblateness less well determined here than in the 2010 event.

However, even our best measurement for the oblateness,  $\epsilon = 0.08 \pm 0.03$ , has still a higher uncertainty with regard to other figures published in the literature, as Table 4 shows. A larger number of uniformly spaced chords would be necessary to offer a best constraint to the oblateness.

The few chords of the 2010 occultation could themselves only constrain the position angle of the object to a uncertainty of  $10^\circ$ . This uncertainty was reduced by a factor of 2 in the 2013 event, approaching – and verifying – the result predicted by the work of Drummond et al. (2014). As was shown, using the coordinates of Ceres' polar axis to limit the position angle was not an efficient procedure in the 2013 event, in the sense that it did not result in significant changes in the parameters obtained in the nominal solution (see Table 2).

On the other hand, constraining the position angle on the 2010 occultation was proved to reduce the error bars of the other parameters (disregarding oblateness). Moreover, this procedure resulted in excellent agreement between the equatorial radius figures of both events.

The 2013 occultation, therefore, offers not only an independent verification of the figures resulted from the 2010 event, but also validates the procedure carried out there which led to the best-constrained parameters in this work.

Comparison of Ceres' equatorial diameter as measured by different techniques is carried out in Table 4. We note overall agreement between our result to those obtained via direct imaging by the *Hubble Space Telescope* (*HST*; Thomas et al. 2005), the Keck Observatory and the ESO VLT (Drummond et al. 2014). The smaller figure reported by Carry et al. (2008) may be justified by the fact that in this study the effects of limb darkening were not taken into account, as pointed out by Drummond et al. (2014).

As mentioned in the Introduction, the 1984 event (Millis et al. 1987) is the only occultation data to which we can compare our result. The measured diameters do not agree, ours being larger by  $2\sigma$ . It is difficult to state for sure the reasons for this divergence. One way to clarify the issue is to redetermine the immersion and emersion instants from the original light curves using the same methodology presented in our work. Note that in this occultation a variation of 0.5 s in the contact times correspond to almost 7 km on Ceres' limb, which is on the same order of the residuals of their elliptical fit. However, we could not do that, as we had no access to the original 1984 light-curve data. Moreover, we have no description of how the immersion and emersion instants of the

2302 *A. R. Gomes-Júnior et al.*

chords were actually determined from these light curves in Millis et al. (1987).

NASA's *Dawn* mission shall bring light to these questions, which will be important not only for the knowledge of Ceres itself, but also for all the techniques used so far to study the physical properties of small Solar system objects, such as the stellar occultations.

**ACKNOWLEDGEMENTS**

ARGJ thanks the financial support of CAPES. BLG thanks CNPq. FBR acknowledges PAPDRJ-FAPERJ/CAPES E-43/2013 number 144997, E-26/101.375/2014, and CDFB-CAPES/Brazil. MA acknowledges CNPq grants 473002/2013-2, 482080/2009-4, and 312394/2014-4, and FAPERJ grant 111.488/2013. RVM thanks grants CNPq-306885/2013, Capes/Cofecub-2506/2015, and Faperj/PAPDRJ-45/2013. JIBC acknowledges CNPq for a PQ2 fellowship (process number 308489/2013-6). We also acknowledge Steve Preston for the predictions of the occultations and the referee Lawrence H. Wasserman (Lowell Observatory) for his contributions to improve the text.

**REFERENCES**

Assafin M. et al., 2011, in Tanga P., Thuillot W., eds, Gaia FUN-SSO Workshop Proc.: Gaia Follow-up Network for the Solar System Objects. IMCCE-Paris Observatory, Paris, p. 85

- Braga-Ribas F. et al., 2013, *ApJ*, 773, 26 (BR13)  
 Braga-Ribas F. et al., 2014, *Nature*, 508, 72  
 Carry B., Dumas C., Fulchignoni M., Merline W. J., Berthier J., Hestroffer D., Fusco T., Tamblyn P., 2008, *A&A*, 478, 235  
 Castillo-Rogez J. C., 2011, *Icarus*, 215, 599  
 Desmars J. et al., 2015, *A&A*, submitted  
 Drummond J. D. et al., 2014, *Icarus*, 236, 28  
 Dunham D. W., Herald D., Frappa E., Hayamizu T., Talbot J., Timerson B., 2014, Asteroid Occultations V12.0. NASA Planetary Data System, EAR-A-3-RDR-OCCULTATIONS-V12.0  
 Giorgini J. D. et al., 1996, *BAAS*, 28, 1158  
 Gomes R., Levison H. F., Tsiganis K., Morbidelli A., 2005, *Nature*, 435, 466  
 Johnson T. V., McGetchin T. R., 1973, *Icarus*, 18, 612  
 Küppers M. et al., 2014, *Nature*, 505, 525  
 McKinnon W. B., 2012, *LPI Contrib.*, 1667, 6475  
 Millis R. L. et al., 1987, *Icarus*, 72, 507  
 Russell C. T. et al., 2004, *Planet. Space Sci.*, 52, 465  
 Sicardy B. et al., 2011, *Nature*, 478, 493  
 Thomas P. C., Parker J. W., McFadden L. A., Russell C. T., Stern S. A., Sykes M. V., Young E. F., 2005, *Nature*, 437, 224  
 Widemann T. et al., 2009, *Icarus*, 199, 458  
 Zacharias N., Finch C. T., Girard T. M., Henden A., Bartlett J. L., Monet D. G., Zacharias M. I., 2013, *AJ*, 145, 44

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.

## Astrometric positions for 18 irregular satellites of giant planets from 23 years of observations<sup>★,★★,★★★,★★★★</sup>

A. R. Gomes-Júnior<sup>1</sup>, M. Assafin<sup>1,4</sup>, R. Vieira-Martins<sup>1,2,3,4</sup>, J.-E. Arlot<sup>4</sup>, J. I. B. Camargo<sup>2,3</sup>, F. Braga-Ribas<sup>2,5</sup>, D. N. da Silva Neto<sup>6</sup>, A. H. Andrei<sup>1,2,4</sup>, A. Dias-Oliveira<sup>2</sup>, B. E. Morgado<sup>1</sup>, G. Benedetti-Rossi<sup>2</sup>, Y. Duchemin<sup>4,7</sup>, J. Desmars<sup>4</sup>, V. Lainey<sup>4</sup>, and W. Thuillot<sup>4</sup>

<sup>1</sup> Observatório do Valongo/UFRJ, Ladeira Pedro Antônio 43, CEP 20.080-090 Rio de Janeiro – RJ, Brazil  
 e-mail: [altair08@astro.ufrj.br](mailto:altair08@astro.ufrj.br)

<sup>2</sup> Observatório Nacional/MCT, R. General José Cristino 77, CEP 20921-400 Rio de Janeiro – RJ, Brazil  
 e-mail: [rvm@on.br](mailto:rvm@on.br)

<sup>3</sup> Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia – LIneA, Rua Gal. José Cristino 77, Rio de Janeiro, RJ 20921-400, Brazil

<sup>4</sup> Institut de mécanique céleste et de calcul des éphémérides – Observatoire de Paris, UMR 8028 du CNRS, 77 av. Denfert-Rochereau, 75014 Paris, France  
 e-mail: [arlot@imcce.fr](mailto:arlot@imcce.fr)

<sup>5</sup> Federal University of Technology – Paraná (UTFPR/DAFIS), Rua Sete de Setembro, 3165, CEP 80230-901 Curitiba, PR, Brazil

<sup>6</sup> Centro Universitário Estadual da Zona Oeste, Av. Manual Caldeira de Alvarenga 1203, CEP 23.070-200 Rio de Janeiro RJ, Brazil

<sup>7</sup> ESIGLEEC-IRSEEM, Technopôle du Madrillet, Avenue Galilée, 76801 Saint-Etienne du Rouvray, France

Received 7 April 2015 / Accepted 6 May 2015

### ABSTRACT

**Context.** The irregular satellites of the giant planets are believed to have been captured during the evolution of the solar system. Knowing their physical parameters, such as size, density, and albedo is important for constraining where they came from and how they were captured. The best way to obtain these parameters are observations in situ by spacecrafts or from stellar occultations by the objects. Both techniques demand that the orbits are well known.

**Aims.** We aimed to obtain good astrometric positions of irregular satellites to improve their orbits and ephemeris.

**Methods.** We identified and reduced observations of several irregular satellites from three databases containing more than 8000 images obtained between 1992 and 2014 at three sites (Observatório do Pico dos Dias, Observatoire de Haute-Provence, and European Southern Observatory – La Silla). We used the software Platform for Reduction of Astronomical Images Automatically (PRAIA) to make the astrometric reduction of the CCD frames. The UCAC4 catalog represented the International Celestial Reference System in the reductions. Identification of the satellites in the frames was done through their ephemerides as determined from the SPICE/NAIF kernels. Some procedures were followed to overcome missing or incomplete information (coordinates, date), mostly for the older images.

**Results.** We managed to obtain more than 6000 positions for 18 irregular satellites: 12 of Jupiter, 4 of Saturn, 1 of Uranus (Sycorax), and 1 of Neptune (Nereid). For some satellites the number of obtained positions is more than 50% of what was used in earlier orbital numerical integrations.

**Conclusions.** Comparison of our positions with recent JPL ephemeris suggests there are systematic errors in the orbits for some of the irregular satellites. The most evident case was an error in the inclination of Carme.

**Key words.** planets and satellites: general – planets and satellites: individual: Jupiter – planets and satellites: individual: Saturn – astrometry

### 1. Introduction

The irregular satellites of the giant planets are smaller than the regular moons, having more eccentric, inclined, distant, and in most cases, retrograde orbits. Owing to their orbital

configurations, it is largely accepted that these objects were captured in the early solar system (Sheppard & Jewitt 2003).

Because they are faint, the majority of these objects were only discovered in the last century<sup>1</sup>. They were never visited by a spacecraft, with the exception of Himalia, Phoebe, and Nereid, in a flyby by the Cassini space probe in 2000 for Himalia (Porco et al. 2003) and in 2004 for Phoebe (Desmars et al. 2013) and in a flyby by the Voyager 2 space probe in 1989 for Nereid (Smith et al. 1989). Even in situ, they were still opportunity target observations resulting in not optimal measurements, with size errors of 10 km for Himalia and 25 km for Nereid (Thomas et al. 1991). The exception is Phoebe with a very accurate measurement of size with a mean radius error of 0.7 km (Thomas 2010).

\* Position tables are only available at the CDS via anonymous ftp to [cdsarc.u-strasbg.fr](ftp://cdsarc.u-strasbg.fr) (130.79.128.5) or via <http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/qcat?J/A+A/580/A76> and IAU NSDC database at [www.imcce.fr/nsdc](http://www.imcce.fr/nsdc)

\*\* Partially based on observations made at Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA), Itajubá-MG, Brazil.

\*\*\* Partially based on observations through the ESO runs 079.A-9202(A), 075.C-0154, 077.C-0283 and 079.C-0345.

\*\*\*\* Partially based on observations made at Observatoire de Haute Provence (OHP), 04870 Saint-Michel l'observatoire, France.

<sup>1</sup> Website: [http://ssd.jpl.nasa.gov/?sat\\_discovery](http://ssd.jpl.nasa.gov/?sat_discovery)

If these objects were captured, there remains the question of where they came from. [Clark et al. \(2005\)](#) show from imaging spectroscopy from Cassini that Phoebe has a surface probably covered by material from the outer solar system and [Grav et al. \(2003\)](#) show that the satellites of the Jovian Prograde Group Himalia have gray colors implying that their surfaces are similar to that of C-type asteroids. In that same work, the Jovian Retrograde Group Carme was found to have surface colors similar to the D-type asteroids as for the Hilda or Trojan families, while JXIII Kalyke has a redder color like Centaurs or trans-Neptunian objects (TNOs).

For Saturnian satellites, [Grav & Bauer 2007](#) show by their colors and spectral slopes that these satellites contain a more or less equal fraction of C-, P-, and D-like objects, but SXXII Ijiraq is marginally redder than D-type objects. These works may suggest different origins for the irregular satellites.

In this context, we used three databases for deriving precise positions for the irregular satellites observed at the Observatório do Pico dos Dias (OPD; 1.6 m and 0.6 m telescopes, IAU code 874), the Observatoire Haute-Provence (OHP; 1.2 m telescope, IAU code 511), and the European Southern Observatory (ESO; 2.2 m telescope, IAU code 809). Many irregular satellites were observed between 1992 and 2014, covering a few orbital periods of these objects (12 satellites of Jupiter, 4 of Saturn, Sycorax of Uranus, and Nereid of Neptune).

Since their ephemerides are not very precise, predicting and observing stellar occultations are very difficult, and no observation of such an event for an irregular satellite is found in the literature. The precise star positions to be derived by the ESA astrometry satellite *Gaia* ([de Bruijne 2012](#)) will render better predictions with the only source of error being the ephemeris. The positions derived from our observations can be used in new orbital numerical integrations, generating more precise ephemerides.

The power of stellar occultations for observing relatively small diameter solar system objects is supported by recent works, such as the discovery of a ring system around the Centaur (10199) Chariklo ([Braga-Ribas et al. 2014](#)). Once irregular satellites start to be observed by this technique, it will be possible to obtain their physical parameters (shape, size, albedo, density) with unprecedented precision. For instance, in this case, sizes could be obtained with kilometer accuracy. The knowledge of these parameters would in turn bring valuable information for studying the capture mechanisms and origin of the irregular satellites.

The databases are described in Sect. 2. The astrometric procedures in Sect. 3. The obtained positions are presented in Sect. 4 and analyzed in Sect. 5. Conclusions are given in Sect. 6.

## 2. Databases

Our three databases consist of optical CCD images from many observational programs performed with different telescopes and detectors that target a variety of objects, among which are irregular satellites. The observations were made at three sites: OPD, OHP, and ESO. All together there are more than 8000 FITS images obtained in a large time span (1992–2014) for the irregular satellites. Since the OHP and mostly the OPD database registers were not well organized, we had to start from scratch and develop an automatic procedure to identify and filter only the images of interest, that is, for the irregular satellites. The instrument and image characteristics are described in the following sections.

**Table 1.** Characteristics of OPD detectors used in this work.

Detector	Perkin-Elmer	
	Image size (pixel)	Pixel Scale ( $\mu\text{m}/\text{px}$ )
CCD048	770 × 1152	22.5
CCD098	2048 × 2048	13.5
CCD101	1024 × 1024	24.0
CCD105	2048 × 2048	13.5
CCD106	1024 × 1024	24.0
CCD301	385 × 578	22.0
CCD523	455 × 512	19.0
IKON	2048 × 2048	13.5
IXON	1024 × 1024	13.5

**Notes.** The plate scale of the telescopes are 13.09"/mm for Perkin-Elmer, 25.09"/mm for Boller & Chivens and 27.5"/mm for Zeiss.

### 2.1. OPD

The OPD database was produced at the Observatório do Pico dos Dias (OPD, IAU code 874, 45° 34' 57" W, 22° 32' 04" S, 1864 m)<sup>2</sup>, located at geographical longitude , in Brazil. The observations were made between 1992 and 2014 by our group in a variety of observational programs. Two telescopes of 0.6 m diameter (Zeiss and Boller & Chivens) and one 1.6 m diameter (Perkin-Elmer) were used for the observations. Identified were 5248 observations containing irregular satellites, with 3168 from the Boller & Chivens, 1967 from the Perkin-Elmer, and 113 from the Zeiss.

This is an inhomogeneous database with observations made with nine different detectors (see Table 1) and six different filters. The headers of most of the older FITS images had missing, incomplete, or incorrect coordinates or dates. In some cases, we could not identify the detector's origin. The procedures used to overcome these problems are described in Sect. 3.

### 2.2. OHP

The instrument used at the OHP (IAU code 511, 5° 42' 56.5" E, 43° 55' 54.7" N, 633.9 m)<sup>3</sup> was the 1.2m-telescope in a Newton configuration. The focal length is 7.2 m. The observations were made between 1997 and 2008. During this time only one CCD detector 1024 × 1024 was used. The size of field is 12' × 12' with a pixel scale of 0.69". From these observations, 2408 were identified containing irregular satellites.

### 2.3. ESO

Observations were made at the 2.2 m Max-Planck ESO (ESO2p2) telescope (IAU code 809, 70°44'1.5" W, 29°15'31.8" S, 2345.4 m)<sup>4</sup> with the Wide Field Imager (WFI) CCD mosaic detector. Each mosaic is composed of eight CCDs of 7.5' × 15' ( $\alpha, \delta$ ) sizes, resulting in a total coverage of 30' × 30' per mosaic. Each CCD has 4 k × 2 k pixels with a pixel scale of 0.238". The filter used was a broad-band R filter (ESO#844) with  $\lambda_c = 651.725$  nm and  $\Delta\lambda = 162.184$  nm. The telescope was shifted between exposures in such a way that each satellite was observed at least twice in different CCDs.

<sup>2</sup> Website: <http://www.lna.br/opd/opd.html-inPortuguese>

<sup>3</sup> Website: [www.obs-hp.fr/guide/t120.shtml](http://www.obs-hp.fr/guide/t120.shtml) – in French

<sup>4</sup> Website: [www.eso.org/sci/facilities/lasilla/telescopes/national/2p2.html](http://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/telescopes/national/2p2.html)



**Table 2.** Astrometric ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reduction by telescope.

Telescope	Mean errors		UCAC4 stars	Gaus. Errors	
	$\sigma_\alpha$ mas	$\sigma_\delta$ mas		$x$ mas	$y$ mas
PE(OPD)	51	48	24	15	15
B&C (OPD)	56	55	36	29	29
Zeiss (OPD)	58	57	95	26	26
OHP	50	49	46	26	26
ESO	26	25	632	15	15

**Notes.** Mean errors are the standard deviations in the (O–C) residuals from ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reductions with the UCAC4 catalog. Gaussian errors are the errors in the Gaussian fit used to perform the ( $x$ ,  $y$ ) measurements.

The satellites were observed in 24 nights, divided in five runs between April 2007 and May 2009 in parallel with, and using the same observational and astrometric procedures of the program that observed stars along the sky path of TNOs to identify candidates for stellar occultation (see [Assafin et al. 2010, 2012](#)). A total of 810 observations were obtained for irregular satellites.

### 3. Astrometry

Almost all the frames were photometrically calibrated with auxiliary bias and flat-field frames by means of standard procedures using IRAF<sup>5</sup> and, for the mosaics, using the esowfi ([Jones & Valdes 2000](#)) and mscred ([Valdes 1998](#)) packages. Some of the nights at OPD did not have bias and flat-field images so the correction was not possible.

The astrometric treatment was made with the Platform for Reduction of Astronomical Images Automatically (PRAIA; [Assafin et al. 2011](#)). The ( $x$ ,  $y$ ) measurements were performed with two-dimensional circular symmetric Gaussian fits within one full width half maximum ( $FWHM = \text{seeing}$ ). Within one FWHM, the image profile is described well by a Gaussian profile, which is free of the wing distortions, which may jeopardize the determination of the center. PRAIA automatically recognizes catalog stars and determines ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) with a user-defined model relating the ( $x$ ,  $y$ ) measured and ( $X$ ,  $Y$ ) standard coordinates projected in the sky tangent plane.

We used the UCAC4 ([Zacharias et al. 2013](#)) as the practical representative of the International Celestial Reference System (ICRS). For each frame, we used the six constants polynomial model to relate the ( $x$ ,  $y$ ) measurements with the ( $X$ ,  $Y$ ) tangent plane coordinates. For ESO, we followed the same astrometric procedures as described in detail in [Assafin et al. \(2012\)](#); the ( $x$ ,  $y$ ) measurements of the individual CCDs were precorrected by a field distortion pattern, and all positions coming from different CCDs and mosaics were then combined using a third degree polynomial model to produce a global solution for each night and field observed, and final ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) object positions were obtained in the UCAC4 system.

In Table 2 we list the average mean error in  $\alpha$  and  $\delta$  for the reference stars obtained by telescope, the average ( $x$ ,  $y$ ) measurement errors of the Gaussian fits described above, and the mean number of UCAC4 stars used by frame. For all databases, about 20% of outlier reference stars were eliminated for presenting (O–C) position residuals higher than 120 mas in the ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reductions.

To help identify the satellites in the frames and derive the ephemeris for the instants of the observations for comparisons

<sup>5</sup> Website: <http://iraf.noao.edu/>

**Table 3.** Astrometric ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reduction for each satellite observed with the Perkin-Elmer telescope.

Satellite	Offsets (sigma)		Nr frames (nights)	UCAC4 stars	Mag
	$\sigma_\alpha$ mas	$\sigma_\delta$ mas			
Himalia	290	45	238 (18)	37	14
Elara	230	118	99 (12)	32	16
Lysithea	107	79	53 (8)	41	18
Leda	207	79	6 (2)	46	19
Pasiphae	157	92	144 (13)	22	17
Callirrhoe	66	35	9 (1)	3	21
Carme	97	94	68 (7)	49	18
Sinope	155	77	37 (8)	42	18
Ananke	93	185	52 (7)	40	19
Phoebe	73	95	410 (22)	6	16
Nereid	200	142	289 (29)	8	19

**Notes.** The offsets (sigma) are the average standard deviations of the ephemeris offsets from the ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) positions of the satellites. Also given are the approximate satellite  $V$  magnitude and the average number of UCAC4 reference stars per frame.

(see Sect. 5), we used the kernels from SPICE/JPL<sup>6</sup>. [Emelyanov & Arlot \(2008\)](#) and references therein also provided ephemeris of similar quality for the irregular satellites. For instance, for Himalia, which has relatively good orbit solutions, the ephemerides differ by less than 20 mas, and in the case of less-known orbits, like Ananke, the differences are less than 90 mas. We chose to use the JPL ephemeris because they used more recent observations (see [Jacobson et al. 2012](#)). The JPL ephemeris that represented the Jovian satellites in this work was the DE421 + JUP300. For the Saturnian satellites, the ephemeris was DE421 + SAT359 to Hyperion, Iapetus, and Phoebe and DE421 + SAT361 to Albiorix, Siarnaq, and Paaliaq. The DE421 + URA095 was used for Sycorax and DE421 + NEP081 for Nereid. More recent JPL ephemeris versions became available after completion of this work, but this did not affect the results.

In the OPD database, there were some images (mostly the older ones) with missing coordinates or the wrong date in their headers. In the case of missing or incorrect coordinates, we adopted the ephemeris as the central coordinates of the frames. When the time was not correct, the field of view identification failed. In this case, a search for displays of wrong date (year) was performed. Problems like registering local time instead of UTC were also identified and corrected.

In all databases, for each night a sigma-clipping procedure was performed to eliminate discrepant positions (outliers). A threshold of 120 mas and a deviation of more than 2.5 sigma from the nightly average ephemeris offsets were adopted.

From Tables 3 to 7 we list the average dispersion (standard deviation) of the position offsets with regard to the ephemeris for  $\alpha$  and  $\delta$  obtained by telescope for each satellite. The final number of frames, number of nights (in parenthesis), the mean number of UCAC4 stars used in the reduction and the approximate  $V$  magnitude are also given. The dashed lines separate the satellites from different families with similar orbital parameters: Himalia Group (Himalia, Elara, Lysithea, and Leda), Pasiphae Group (Pasiphae, Callirrhoe, and Megaclite), and Ananke Group (Ananke and Praxidike). Carme and Sinope are the only samples of their groups. From Saturn, Siarnaq and Paaliaq are from the

<sup>6</sup> Website: <http://naif.jpl.nasa.gov/naif/toolkit.html>

**Table 4.** Astrometric ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reduction for each satellite observed with the Boller & Chivens telescope.

Satellite	Offsets (sigma)		Nr frames (nights)	UCAC4 stars	Mag
	$\sigma_\alpha$ mas	$\sigma_\delta$ mas			
Himalia	83	43	560 (31)	57	14
Elara	55	43	294 (23)	53	16
Lysithea	23	42	7 (2)	60	18
Pasiphae	128	71	140 (14)	57	17
Carme	68	111	22 (4)	45	18
Sinope	59	17	4 (1)	22	18
Phoebe	43	48	810 (42)	17	16
Nereid	61	45	514 (38)	20	19

**Notes.** Same as in Table 3.

**Table 5.** Astrometric ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reduction for each satellite observed with the Zeiss telescope.

Satellite	Offsets (sigma)		Nr frames (nights)	UCAC4 stars	Mag
	$\sigma_\alpha$ mas	$\sigma_\delta$ mas			
Himalia	112	72	56 (4)	91	14
Elara	17	21	10 (1)	146	16
Pasiphae	24	25	11 (1)	140	17
Phoebe	37	30	19 (1)	16	16

**Notes.** Same as in Table 3.

**Table 6.** Astrometric ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reduction for each satellite observed with the OHP telescope.

Satellite	Offsets (sigma)		Nr frames (nights)	UCAC4 stars	Mag
	$\sigma_\alpha$ mas	$\sigma_\delta$ mas			
Himalia	49	66	357 (43)	49	14
Elara	52	61	187 (25)	37	16
Lysithea	63	50	84 (13)	56	18
Leda	118	33	48 (7)	14	19
Pasiphae	101	75	248 (32)	39	17
Carme	114	96	204 (29)	39	18
Sinope	196	73	169 (25)	43	18
Ananke	100	89	141 (20)	62	19
Phoebe	30	31	516 (63)	51	16
Siarnaq	46	98	20 (6)	32	20

**Notes.** Same as in Table 3.

Inuit Group while Phoebe and Albiorix are the only samples in their groups.

The differences in the dispersion of the ephemeris offsets of the same satellite for distinct telescopes seen in Tables 3 to 7 are caused by the different distribution of observations along the orbit for each telescope. This can be seen in Fig. 1 for Carme and Fig. 2 for Pasiphae and for all objects in Appendix A. Since the observations cover different segments of the orbit, the dispersion of the offsets may vary for different telescopes for a single satellite, with larger covered segments usually implying larger dispersions and vice versa. For Nereid, due to its high eccentric orbit, the observations are located between  $90^\circ$  and  $270^\circ$  of true anomaly where Nereid remains most of the time.

No solar phase correction was applied to the positions. For the biggest irregular satellite of Jupiter, Himalia, it was

**Table 7.** Astrometric ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) reduction for each satellite observed with the ESO telescope.

Satellite	Offsets (sigma)		Nr frames (nights)	UCAC4 stars	Mag
	$\sigma_\alpha$ mas	$\sigma_\delta$ mas			
Himalia	76	74	23 (2)	1153	14
Elara	112	87	46 (4)	1492	16
Lysithea	76	88	90 (6)	695	18
Leda	60	125	44 (3)	632	19
Pasiphae	70	114	66 (5)	836	17
Callirrhoe	29	33	16 (1)	493	21
Megaclite	52	34	10 (1)	445	22
Ananke	225	19	57 (3)	761	18
Praxidike	7	38	2 (1)	1934	21
Carme	140	110	37 (4)	1074	18
Sinope	339	70	11 (2)	1542	18
Themisto	894	28	16 (2)	1232	21
Phoebe	102	57	32 (5)	312	16
Siarnaq	86	66	56 (6)	283	20
Paaliaq	301	59	11 (4)	382	21
Albiorix	76	50	46 (6)	330	20
Sycorax	150	82	35 (9)	375	21
Nereid	115	78	99 (12)	362	19

**Notes.** Same as in Table 3.

verified that the maximum deviation in the position due to phase angle is 1.94 mas using the phase correction described in Lindgren (1977). For the other satellites, which are smaller objects, this deviation is even smaller. Since our position error is one order of magnitude higher, this effect was neglected.

#### 4. Satellite positions

The final set of positions of the satellites consists in 6523 cataloged positions observed between 1992 and 2014 for 12 satellites of Jupiter, 4 of Saturn, 1 of Uranus, and 1 of Neptune. The topocentric positions are in the ICRS. The catalogs (one for each satellite) contain epoch of observations, the position error, filter used, estimated magnitude (from point spread function fitting) and telescope origin. The magnitude errors can be as high as 1 mag; they are not photometrically calibrated and should be used with care. The position errors were estimated from the dispersion of the ephemeris offsets of the night of observation of each position. Thus, these position errors are probably overestimated because there must be ephemeris errors present in the dispersion of the offsets. These position catalogs are freely available in electronic form at the CDS (see a sample in Table 8) and at the IAU NSDC database<sup>7</sup>.

The number of positions acquired is significant compared to the number used in the numerical integration of orbits by the JPL (Jacobson et al. 2012) as shown in Table 9.

#### 5. Comparison with ephemeris

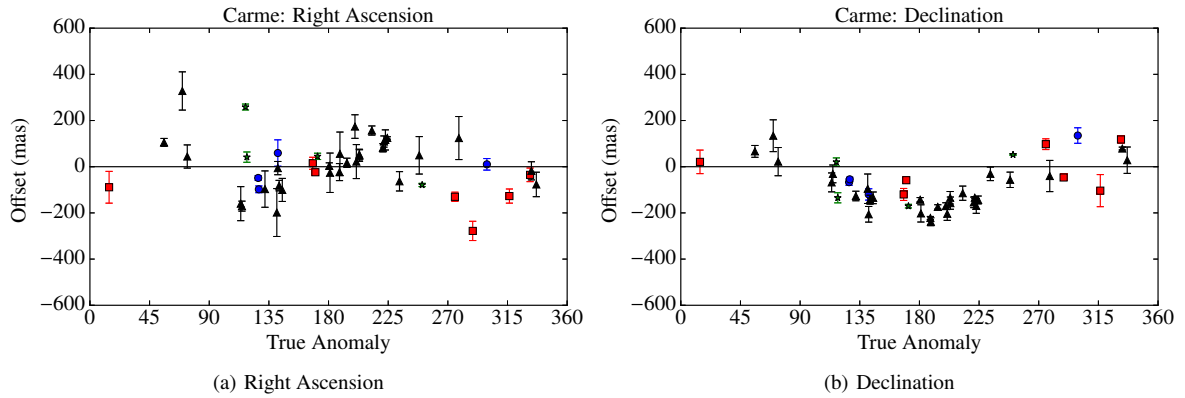
Intending to see the potential of our results to improve the orbit of the irregular satellites observed, we analyzed the offsets of our positions with regard to the ephemeris mentioned in Sect. 3. Taking Carme as example, we plot the mean ephemeris offsets for each night in Fig. 1 and their dispersions (one sigma error

<sup>7</sup> [www.imcce.fr/nsdc](http://www.imcce.fr/nsdc)

**Table 8.** CDS data table sample for Himalia.

RA (ICRS) Dec			RA error (mas)	Dec error (mas)	Epoch (jd)	Mag	Filter	Telescope	IAU code			
h	m	s								°	'	"
16	59	11.6508	-22	00	44.855	17	12	2454 147.78241319	16.0	<i>C</i>	BC	874
16	59	11.6845	-22	00	44.932	17	12	2454 147.78332384	15.8	<i>C</i>	BC	874
16	59	11.7181	-22	00	44.978	17	12	2454 147.78422477	16.0	<i>C</i>	BC	874
16	59	11.7818	-22	00	45.143	17	12	2454 147.78602662	15.9	<i>C</i>	BC	874
16	59	11.8188	-22	00	45.232	17	12	2454 147.78693750	16.0	<i>C</i>	BC	874
17	17	11.0344	-22	47	19.415	30	24	2454 205.63885463	16.1	<i>U</i>	BC	874
17	17	11.0270	-22	47	19.381	30	24	2454 205.63959167	16.1	<i>U</i>	BC	874
17	17	11.0258	-22	47	19.366	30	24	2454 205.64031875	16.1	<i>U</i>	BC	874
17	17	11.0192	-22	47	19.417	30	24	2454 205.64104583	16.1	<i>U</i>	BC	874

**Notes.** This sample corresponds to 9 observations of Himalia from February 16, 2007 and April 15, 2007. Tables contain the topocentric ICRS coordinates of the irregular satellites, the position error estimated from the dispersion of the ephemeris offsets of the night of observation, the UTC time of the frame's mid-exposure in Julian date, the estimated magnitude, the filter used, the telescope origin and correspondent IAU code. The filters may be *U*, *B*, *V*, *R* or *I* following the Johnson system; *C* stands for clear (no filter used), resulting in a broader *R*-band magnitude, RE for the broad-band *R* filter ESO#844 with  $\lambda_c = 651.725$  nm and  $\Delta\lambda = 162.184$  nm (full width at half maximum) and "un" for unknown filter. E, OH, PE, BC and Z stand for the ESO, OHP, Perkin-Elmer, Bollen & Chivens, and Zeiss telescopes, respectively.



**Fig. 1.** Mean ephemeris offsets and dispersions (1 sigma error bars) in the coordinates of Carme taken night by night by true anomaly for each telescope. The red square is for the observations with the Perkin-Elmer telescope from OPD, the blue circle for Boller & Chivens, the magenta triangle down for Zeiss, the black triangle up for OHP and the green star for ESO.

bars) as a function of the true anomaly in right ascension (1a) and declination (1b). Figure 1b clearly shows a systematic error in declination. When Carme is close to its apojove (true anomaly = 180°), its offsets are more likely to be more negative than those close to its perijove (true anomaly = 0°). The offsets obtained from observations by four telescopes using different cameras and filters are in good agreement, meaning that there is an error in the ephemeris of Carme, most probably due to an error in its orbital inclination.

This pattern in declination was also seen for other satellites like Pasiphae (Fig. 2) and Ananke (plots for other satellites with significant number of observations can be seen in Appendix A). For some satellites, the orbital coverage is not enough to clearly indicate the presence of systematic errors in specific orbital elements. However, after comparing the internal position mean errors of the reductions (Table 2) with the external position errors estimated from the dispersion of the ephemeris offsets (Tables 3 to 7), we see position error values that are much higher than expected from the mean errors. This means that besides some expected astrometric errors, significant ephemeris errors must also be present.

## 6. Conclusions

We managed a large database with FITS images acquired by five telescopes in three sites between 1992 and 2014. From that, we identified 8466 observations of irregular satellites, from which we managed to obtain 6523 suitable astrometric positions, giving a total of 3666 positions for 12 satellites of Jupiter, 1920 positions for 4 satellites of Saturn, 35 positions for Sycorax (Uranus) and 902 positions for Nereid (Neptune).

The positions of all the objects were determined using the PRAIA package. The package was suited to coping with the huge number of observations and with the task of identifying the satellites within the database. PRAIA tasks were also useful for dealing with the missing or incorrect coordinate and time stamps present mostly in the old observations.

The UCAC4 was used as the reference frame. Based on the comparisons with ephemeris, we estimate that the position errors are about 60 mas to 80 mas depending on the satellite brightness. For some satellites the number of positions obtained in this work is comparable to the number used in the numerical integration of orbits by the JPL (Jacobson et al. 2012) (see Table 9). For instance, the number of new positions for Himalia is about 70%



A&A 580, A76 (2015)

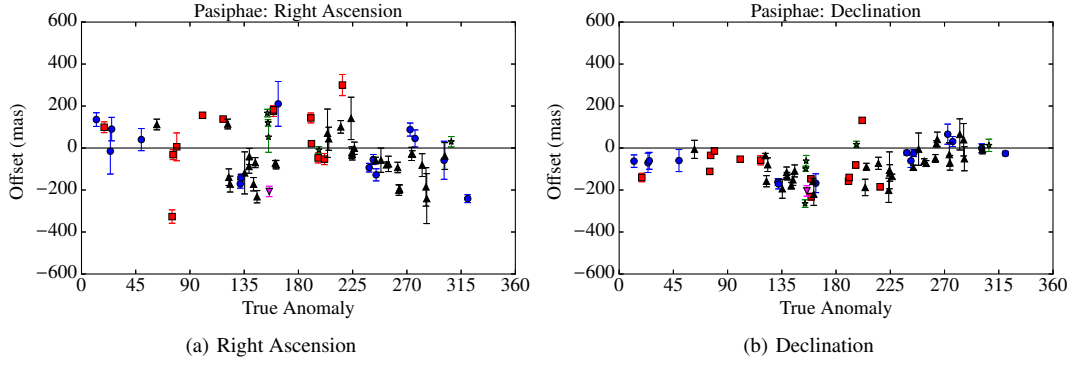


Fig. 2. Same as in Fig. 1 for Pasiphae.

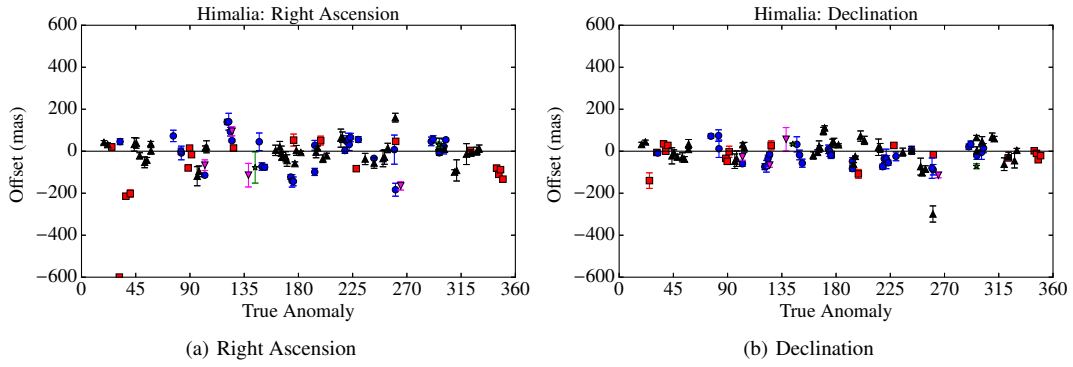


Fig. A.1. Mean ephemeris offset and dispersion (1 sigma error bars) in the coordinates of Himalia taken night by night as a function of true anomaly.

Table 9. Comparison between the number of positions obtained in our work with the number used in the numerical integration of orbits by the JPL as published by Jacobson et al. (2012).

Satellite	Number of positions				Jacobson
	OPD	OHP	ESO	Total	
Himalia	854	357	23	1234	1757
Elara	403	187	46	636	1115
Lysithea	60	84	90	234	431
Leda	6	48	44	98	178
Pasiphae	295	248	66	609	1629
Callirrhoe	9	–	16	25	95
Megaclite	–	–	10	10	50
Ananke	52	141	57	250	600
Praxidike	–	–	2	2	59
Carme	90	204	37	331	973
Sinope	41	169	11	221	854
Themisto	–	–	16	16	55
Phoebe	1239	516	32	1787	3479
Siarnaq	–	20	56	76	239
Paaliaq	–	–	11	11	82
Albiorix	–	–	46	46	137
Sycorax	–	–	35	35	237
Nereid	803	–	99	902	716

of the number used in the numerical integration of orbits by JPL. Systematic errors in the ephemeris were found for at least some satellites (Ananke, Carme, Elara and Pasiphae). In the case of Carme, we showed an error in the orbital inclination (see Fig. 1).

The positions derived in this work can be used in new orbital numerical integrations, generating more precise ephemerides. Stellar occultations by irregular satellites could then be predicted better. Based on this work, our group has already computed occultation predictions for the eight major irregular satellites of Jupiter. These predictions will be published in a forthcoming paper.

*Acknowledgements.* A.R.G.J. acknowledges the financial support of CAPES. M.A. is grateful to the CNPq (Grants 473002/2013-2 and 308721/2011-0) and FAPERJ (Grant E-26/111.488/2013). R.V.M. acknowledges the following grants: CNPq-306885/2013, Capes/Cofecub-2506/2015, Faperj/PAPDRJ-45/2013. J.-E.A. is grateful to the “Programme National de Planétologie” of INSU-CNRS-CNES for its financial support. J.I.B. Camargo acknowledges CNPq for a PQ2 fellowship (process number 308489/2013-6). F.B.R. acknowledges PAPDRJ-FAPERJ/CAPES E-43/2013 number 144997, E-26/101.375/2014. B.E.M. is grateful for the financial support of CAPES.

### Appendix A: Ephemeris offsets as a function of true anomaly for all observed irregular satellites

The distribution of ephemeris offsets along the orbit of the satellites are shown below. The red square is for the observations with the Perkin-Elmer telescope from OPD, the blue circle for Boller & Chivens, the magenta triangle down for Zeiss, the black triangle up for OHP and the green star for ESO. For Carme and Pasiphae see Figs. 1 and 2 in Sect. 5.

A. R. Gomes-Júnior et al.: Astrometric positions of the irregular satellites of giant planets

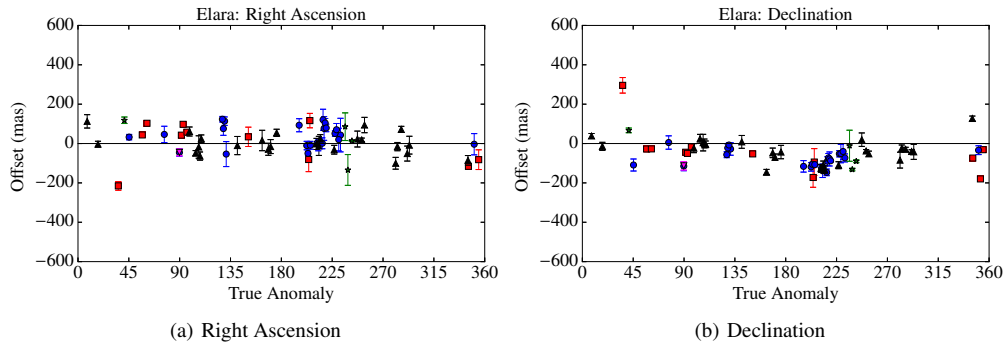


Fig. A.2. Same as in Fig. A.1 for Elara.

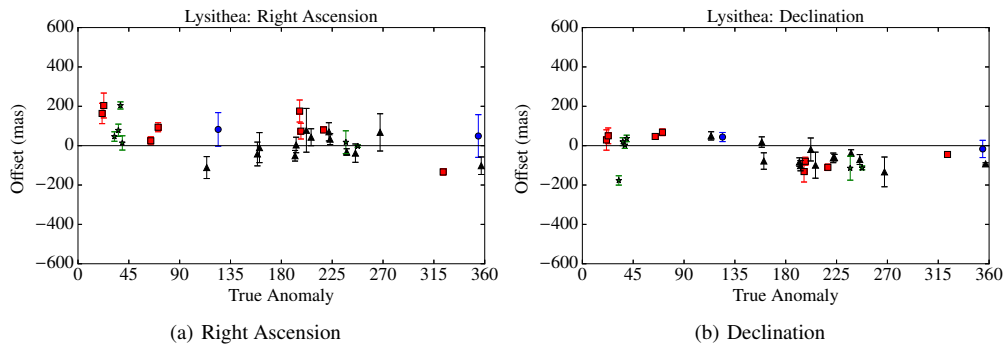


Fig. A.3. Same as in Fig. A.1 for Lysithea.

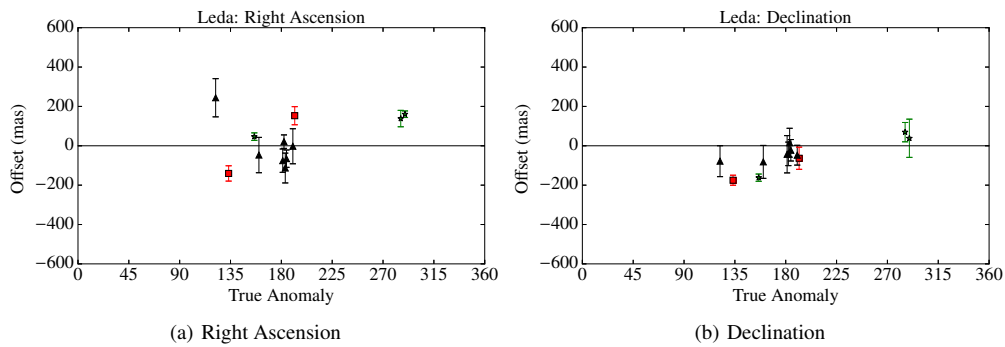


Fig. A.4. Same as in Fig. A.1 for Leda.

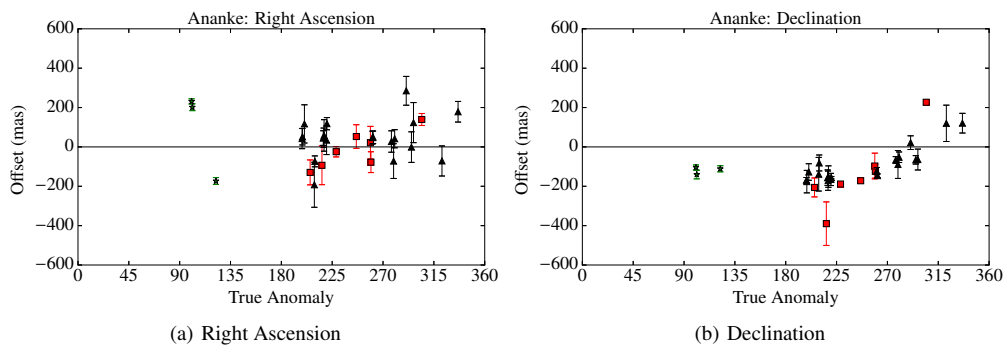


Fig. A.5. Same as in Fig. A.1 for Ananke.

A&amp;A 580, A76 (2015)

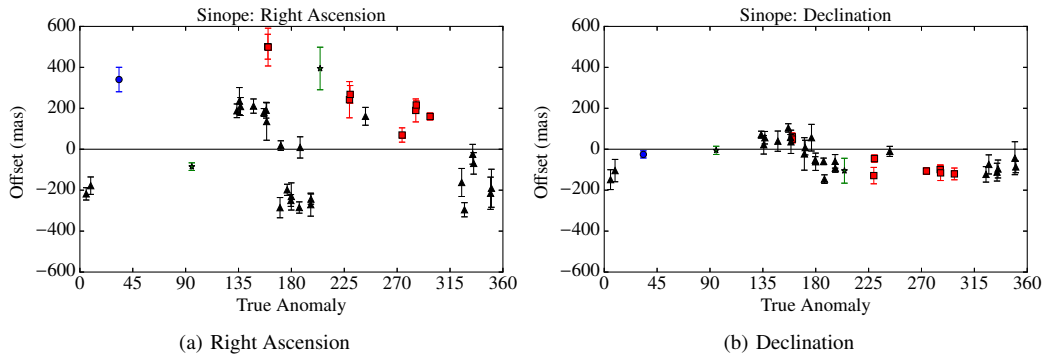


Fig. A.6. Same as in Fig. A.1 for Sinope.

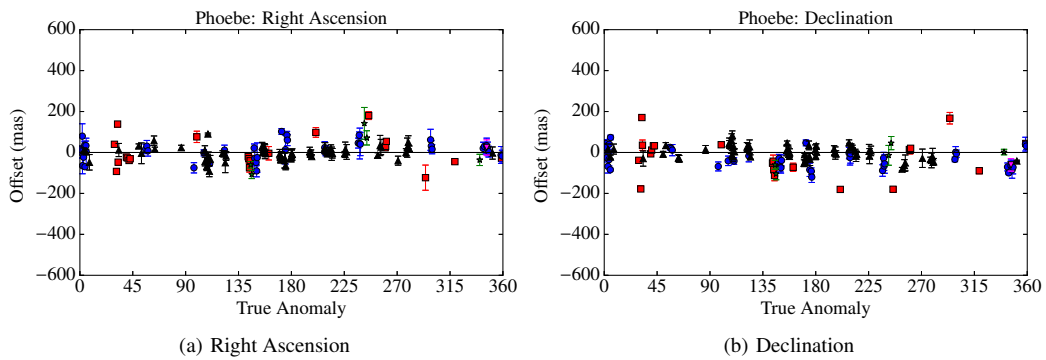


Fig. A.7. Same as in Fig. A.1 for Phoebe.

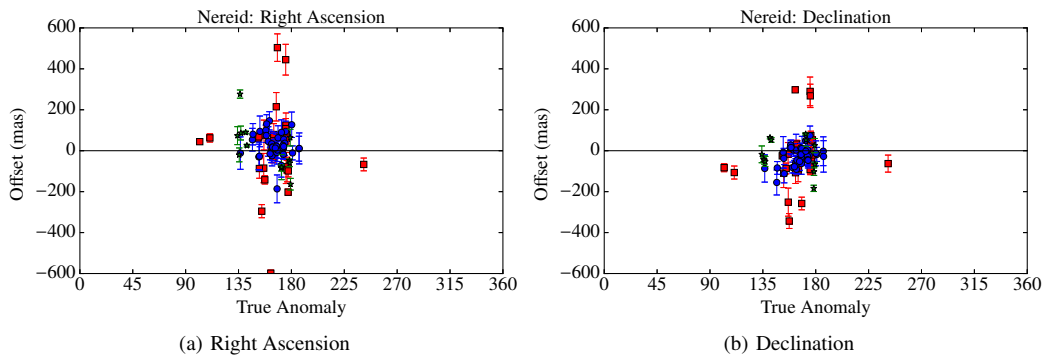


Fig. A.8. Same as in Fig. A.1 for Nereid.

A. R. Gomes-Júnior et al.: Astrometric positions of the irregular satellites of giant planets

## References

- Assafin, M., Camargo, J. I. B., Vieira Martins, R., et al. 2010, *A&A*, **515**, [A32](#)
- Assafin, M., Vieira Martins, R., Camargo, J. I. B., et al. 2011, in Gaia follow-up network for the solar system objects: Gaia FUN-SSO workshop Proc. IMCCE -Paris Observatory, France, Nov. 29 – Dec. 1, 2010, eds. P. Tanga, & W. Thuillot, 85
- Assafin, M., Camargo, J. I. B., Vieira Martins, R., et al. 2012, *A&A*, **541**, [A142](#)
- Braga-Ribas, F., Sicardy, B., Ortiz, J. L., et al. 2014, *Nature*, **508**, [72](#)
- Clark, R. N., Brown, R. H., Jaumann, R., et al. 2005, *Nature*, **435**, [66](#)
- de Bruijne, J. H. J. 2012, *Astrophys. Space Sci.*, **341**, [31](#)
- Desmars, J., Li, S. N., Tajeddine, R., Peng, Q. Y., & Tang, Z. H. 2013, *A&A*, **553**, [A36](#)
- Emelyanov, N. V., & Arlot, J.-E. 2008, *A&A*, **487**, [759](#)
- Grav, T., & Bauer, J. 2007, *Icarus*, **191**, [267](#)
- Grav, T., Holman, M. J., Gladman, B. J., & Aksnes, K. 2003, *Icarus*, **166**, [33](#)
- Jacobson, R., Brozovi, M., Gladman, B., et al. 2012, *AJ*, **144**, [132](#)
- Jones, H., & Valdes, F. 2000, in Handling ESO WFI Data With IRAF, ESO Document number 2p2-MAN-ESO-22200-00002
- Lindegren, L. 1977, *A&A*, **57**, [55](#)
- Porco, C. C., West, R. A., McEwen, A., et al. 2003, *Science*, **299**, [1541](#)
- Sheppard, S. S., & Jewitt, D. C. 2003, *Nature*, **423**, [261](#)
- Smith, B. A., Soderblom, L. A., Banfield, D., et al. 1989, *Science*, **246**, [1422](#)
- Thomas, P. 2010, *Icarus*, **208**, [395](#)
- Thomas, P., Veverka, J., & Helfenstein, P. 1991, *J. Geophys. Res.*, **96**, [19253](#)
- Valdes, F. G. 1998, in The IRAF Mosaic Data Reduction Package in Astronomical Data Analysis Software and Systems VII, eds. R. Albrecht, R. N. Hook, & H. A. Bushouse, *ASP Conf. Ser.*, **145**, [53](#)
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2013, *AJ*, **145**, [44](#)



## New orbits of irregular satellites designed for the predictions of stellar occultations up to 2020, based on thousands of new observations

A. R. Gomes-Júnior,<sup>1★</sup> M. Assafin,<sup>1★†</sup> L. Beauvalet,<sup>2,3★</sup> J. Desmars,<sup>4</sup>  
R. Vieira-Martins,<sup>1,2,5†</sup> J. I. B. Camargo,<sup>2,5</sup> B. E. Morgado<sup>1,2</sup> and F. Braga-Ribas<sup>2,6</sup>

<sup>1</sup>Observatório do Valongo/UFRJ, Ladeira Pedro Antônio 43, CEP 20080-090 Rio de Janeiro, RJ, Brazil

<sup>2</sup>Observatório Nacional/MCTI, R. General José Cristino 77, CEP 20921-400 Rio de Janeiro, RJ, Brazil

<sup>3</sup>Observatoire de Paris/SYRTE, 77 Avenue Denfert Rochereau, F-75014 Paris, France

<sup>4</sup>IMCCE, Observatoire de Paris, PSL Research University, CNRS, Sorbonne Universités, UPMC Univ Paris 06, Univ. Lille, 77 Avenue Denfert Rochereau, F-75014 Paris, France

<sup>5</sup>Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia – LInEA, Rua Gal. José Cristino 77, 20921-400 Rio de Janeiro, RJ, Brazil

<sup>6</sup>Federal University of Technology – Paraná (UTFPR/DAFIS), Rua Sete de Setembro 3165, CEP 80230-901 Curitiba, PR, Brazil

Accepted 2016 July 14. Received 2016 July 13; in original form 2016 June 2

### ABSTRACT

Gomes-Júnior et al. published 3613 positions for the eight largest irregular satellites of Jupiter and 1787 positions for the largest irregular satellite of Saturn, Phoebe. These observations were made between 1995 and 2014 and have an estimated error of about 60–80 mas. Based on this set of positions, we derived new orbits for the eight largest irregular satellites of Jupiter: Himalia, Elara, Pasiphae, Carme, Lysithea, Sinope, Ananke and Leda. For Phoebe we updated the ephemeris from Desmars et al. using 75 per cent more positions than the previous one. Because of their orbital characteristics, it is common belief that the irregular satellites were captured by the giant planets in the early Solar system, but there is no consensus for a single model explaining where they were formed. Size, shape, albedo and composition would help to trace back their true origin, but these physical parameters are yet poorly known for irregular satellites. The observation of stellar occultations would allow for the determination of such parameters. Indeed Jupiter will cross the galactic plane in 2019–2020 and Saturn in 2018, improving a lot the chances of observing such events in the near future. Using the derived ephemerides and the UCAC4 catalogue we managed to identify 5442 candidate stellar occultations between 2016 January and 2020 December for the nine satellites studied here. We discussed how the successful observation of a stellar occultation by these objects is possible and present some potential occultations.

**Key words:** ephemerides – occultations – planets and satellites: general – planets and satellites: individual: Jovian and Saturnian irregular satellites.

### 1 INTRODUCTION

Irregular satellites revolve around giant planets at large distances in eccentric, highly inclined and frequently retrograde orbits. Because of these peculiar orbits, it is largely accepted that these objects did not form by accretion around their planet, but were captured in the early Solar system (Sheppard 2006).

There is no consensus for a single model explaining where the irregular satellites were formed. Čuk & Burns (2004) showed that

the progenitor of the Himalia group may have originated in heliocentric orbits similar to the Hilda asteroid group. Sheppard (2006) stated that the irregular satellites may be some of the objects that were formed within the giant planets region.

Grav et al. (2003) and Grav & Bauer (2007) showed that the irregular satellites from the giant planets have their colours and spectral slopes similar to C-, D- and P-type asteroids, Centaurs and trans-neptunian objects (TNOs). This suggests that they may have come from different locations in the early Solar system.

Sheppard (2006) and Jewitt & Haghighipour (2007) also explored the possibility that the irregular satellites originated as comets or TNOs. TNOs are highly interesting objects that, due to their large heliocentric distances, may be highly preserved with physical properties similar to those they had when they were formed (Barucci, Brown & Emery 2008). This is even more true for the smaller

\*E-mail: altair08@astro.ufrj.br (ARG-J); massaf@astro.ufrj.br (MA); laurene.beauvalet@obspm.fr (LB)

† Affiliated researcher at Observatoire de Paris/IMCCE, 77 Avenue Denfert Rochereau, 75014 Paris, France.

1352 *A. R. Gomes-Júnior et al.***Table 1.** Estimated diameter of the satellites and correspondent apparent diameter.

Satellite	Diameter of the satellites		Ref.
	mas <sup>a</sup>	km	
Ananke	8	29	1
Carme	13	46	1
Elara	24	86	1
Himalia	41	$(150 \times 120) \pm 20^b$	2
Leda	5	20	1
Lysithea	10	36	1
Pasiphae	17	62	1
Sinope	10	37	1
Phoebe	32	$212 \pm 1.4^b$	3

References: 1 – Rettig, Walsh & Consolmagno (2001); 2 – Porco et al. (2003); 3 – Thomas (2010).

Notes. <sup>a</sup>Using a mean distance from Jupiter of 5 au, from Saturn of 9 au and from Neptune of 30 au.

<sup>b</sup>From Cassini observations.

objects, since in principle larger sizes favour physical differentiation processes in the body and vice versa. However, due to the distance, the smaller TNOs from this region are more difficult to observe. Thus, if irregular satellites – or at least a few of them – do share a common origin with small TNOs, and since these objects are situated at much closer heliocentric distances now, this gives a unique chance of observing and studying representatives of this specific TNO population in much greater detail than could ever be possible by direct observation of this population in the Kuiper Belt.

Phoebe is the most studied irregular satellite. Clark et al. (2005) suggest that its surface is probably covered by material of cometary origin. It was also stated by Johnson & Lunine (2005) that if the porosity of Phoebe is 15 per cent, Phoebe would have an uncompressed density similar to those of Pluto and Triton.

Gomes-Júnior et al. (2015, hereafter G15) obtained 6523 suitable positions for 18 irregular satellites between 1992 and 2014 with an estimated error in the positions of about 60–80 mas. For some satellites the number of positions obtained is comparable to the number used in the numerical integration of orbits by the JPL (Jacobson et al. 2012). They pointed out that the ephemeris of the irregular satellites has systematic errors that may reach 200 mas for some satellites.

We present in this paper new numerical integration of the orbits of the eight major irregular satellites of Jupiter (Himalia, Elara, Pasiphae, Lysithea, Carme, Ananke, Sinope and Leda) using only the positions obtained by G15 (see Section 2). For Phoebe, we updated the ephemeris of Desmars et al. (2013a) using the observations of G15, Peng et al. (2015), observations from Minor Planet Center and observations from Flagstaff.

Phoebe, being the most studied object with a good measured size, can be used to calibrate and evaluate the technique for similar objects. Up to date, no observation of a stellar occultation by an irregular satellite was published. Since their estimated sizes are very small (see Table 1), this may have discouraged earlier tries. But, in fact, given their relatively closer distances as compared to TNOs and Centaurs, and considering the precision of our ephemeris and of star positions, we can now reliably predict the exact location and instant where the shadow of the occultation will cross the Earth.

In Section 2, we present the new determination of the orbits. In Section 3, we present the predictions of the stellar occultations by

irregular satellites, including some tests made to check the accuracy of the predictions. The final discussion is presented in Section 4.

## 2 ORBIT COMPUTATIONS

GJ15 published 3613 precise positions for the eight largest irregular satellites of Jupiter from observations made at the Observatório do Pico dos Dias (OPD), Observatoire Haute-Provence (OHP) and European Southern Observatory (ESO) between 1995 and 2014.

Here we compute new orbits based on the observations published in G15. First, because the reduction was made with a consistent and precise stellar catalogue and with a robust astrometry (PRAIA; Assafin et al. 2011). Second, besides recent observations, this consistent set of numerous and precise positions covers many orbital periods at many distinct orbital plane sights, allowing to fully constrain the orbit for the short time span explored in this work. For these reasons, only this set of positions was used for the satellites of Jupiter.

Because of the context of this work regarding to stellar occultations, the orbit fitting procedures used aimed primarily to derive precise ephemerides for the near future. Technically, the procedures easily allow for the continuous addition of more observations (old, new) aiming at refining the orbit fits.

### 2.1 Special-tailored ephemerides for Jupiter irregular satellites

The last observations used to develop current JPL ephemeris of the irregular satellites of Jupiter were obtained in 2012 (Jacobson et al. 2012). As a result, the errors in the JPL ephemeris for the current epoch may be probably too large to prevent accurate predictions of stellar occultations without any corrections.

Our numerical model describes the dynamical evolution of the irregular satellites of Jupiter in a joviocentric reference frame. The satellites are submitted to the influence of the Sun and the main bodies of the Solar system (from Mercury to Pluto, plus the Moon), as well as those of the Galilean satellites and the first harmonics of Jupiter’s gravity field. The axes of the reference frame are expected to be those of the ICRS.

We use the following notations:

(i) in one dynamical family consisting of  $\mathcal{N}$  irregular satellites,  $i$  will stand for the one whose equation of motion we are considering,  $l$  will stand for another irregular satellite in gravitational interaction belonging to the same family;

(ii)  $J$  Jupiter;

(iii)  $j$  another body of the Solar system, among the Galilean satellites, the Sun, the planets, Pluto and the Moon (14 bodies);

(iv)  $M_j$  the mass of the  $j$ th body, not an irregular satellite;

(v)  $m_i$  the mass of the irregular satellite  $i$ ;

(vi)  $\mathbf{r}_i$  the position of the  $i$ th body with respect to the centre of Jupiter;

(vii)  $r_{ij}$  the distance between bodies  $i$  and  $j$ ;

(viii)  $R_J$  the radius of Jupiter;

(ix)  $J_n$  the dynamic polar oblateness of the  $n$ th order for Jupiter’s gravity field;

(x)  $U_{lj}$  potential generated by the oblateness of Jupiter on the satellite  $l$ ;

(xi)  $\Phi_i$  is the latitude of the  $i$ th satellite with respect to Jupiter’s equator.

For an irregular satellite  $i$ , under the gravitational influence of Jupiter, the seven other irregular satellites, the regular Jovian

**Table 2.** Initial osculating elements for Jupiter irregular satellites at JD 245 1545.0 with respect to the centre of Jupiter.

Satellite	$N$	Time span	$a$ (km)	$e$	$I^\circ$	$\Omega^\circ$	$\omega^\circ$	$v^\circ$
Himalia	1234	1995–2014	11372100 ± 500	0.166 ± 0.002	45.14 ± 0.15	39.77 ± 0.19	351.48 ± 0.46	97.35 ± 0.48
Elara	636	1996–2014	11741170 ± 690	0.222 ± 0.002	28.64 ± 0.18	68.42 ± 0.43	179.82 ± 0.56	339.08 ± 0.82
Lysithea	234	1996–2010	11739900 ± 1300	0.136 ± 0.004	51.12 ± 0.27	5.53 ± 0.52	53.0 ± 1.5	318.9 ± 2.0
Leda	98	1996–2009	11140300 ± 4300	0.173 ± 0.007	16.15 ± 0.75	272.6 ± 1.7	212.2 ± 3.6	218.8 ± 3.2
Pasiphae	609	1996–2013	23425000 ± 5000	0.379 ± 0.001	152.44 ± 0.10	284.59 ± 0.21	135.96 ± 0.19	236.97 ± 0.16
Sinope	221	1996–2009	22968800 ± 5200	0.316 ± 0.002	157.76 ± 0.12	256.62 ± 0.55	298.38 ± 0.55	167.57 ± 0.19
Carme	331	1996–2013	24202924 ± 4800	0.242 ± 0.001	147.13 ± 0.10	154.01 ± 0.25	47.90 ± 0.29	234.41 ± 0.19
Ananke	250	1996–2010	21683800 ± 7200	0.380 ± 0.002	172.29 ± 0.20	56.9 ± 1.2	123.3 ± 1.2	231.24 ± 0.21

Notes.  $N$ : number of observations used;  $a$ : semimajor axis;  $e$ : eccentricity;  $I$ : inclination relative to the equatorial reference plane J2000;  $\Omega$ : longitude of the ascending node;  $\omega$ : argument of periapsis;  $v$ : true anomaly.

satellites and the main bodies of the Solar system, the equation of motion is

$$\begin{aligned} \ddot{\mathbf{r}}_i = & -GM_J \frac{\mathbf{r}_J - \mathbf{r}_i}{r_{iJ}^3} - \sum_{l=1, l \neq i}^N Gm_l \frac{\mathbf{r}_l - \mathbf{r}_i}{r_{il}^3} \\ & - \sum_{j=1}^{14} GM_j \left( \frac{\mathbf{r}_j - \mathbf{r}_i}{r_{ij}^3} - \frac{\mathbf{r}_j - \mathbf{r}_J}{r_{jJ}^3} \right) \\ & + GM_J \nabla U_{iJ} - \sum_{l=1}^N Gm_l \nabla U_{il}, \end{aligned} \quad (1)$$

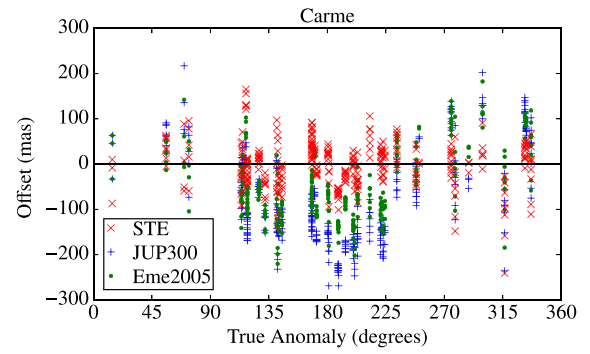
where the last term in brackets and the last term in equation (1) represent indirect perturbations. The oblateness potential seen by a satellite  $i$  because of Jupiter is (with a similar expression for the oblateness seen by a satellite  $l$ )

$$\begin{aligned} U_{iJ} = & -\frac{R_J^2 J_2}{r_{iJ}^3} \left( \frac{3}{2} \sin^2 \Phi_i - \frac{1}{2} \right) \\ & -\frac{R_J^4 J_4}{r_{iJ}^5} \left( \frac{35}{8} \sin^4 \Phi_i - \frac{15}{4} \sin^2 \Phi_i + \frac{3}{8} \right) \\ & -\frac{R_J^6 J_6}{r_{iJ}^7} \left( \frac{231}{16} \sin^6 \Phi_i - \frac{315}{16} \sin^4 \Phi_i + \frac{105}{16} \sin^2 \Phi_i - \frac{5}{16} \right). \end{aligned} \quad (2)$$

The expressions of  $\nabla U$  have been developed in Lainey, Duriez & Vienne (2004). The equations of motion are integrated with the 15th order numerical integrator RADAU (Everhart 1985) using a constant step of one day. The positions of the objects of the Solar system are provided by the DE423 ephemeris (Folkner 2010), while those of the Galilean satellites are provided by NOE2010 (Lainey et al. 2004). Our model was fitted to the observations through a least-squares procedure. The satellites were integrated one dynamical family at a time, to gain computing time, while losing minimum precision. Indeed, the interactions between satellites not belonging to the same dynamical family are negligible considering the short time span of our integration.

The obtained ephemeris is hereafter referred to as STE, for special-tailored ephemeris. The initial osculating elements at the origin of integration, the number and time span of the observations of each satellite are presented in Table 2.

Some methods to derive the errors of the ephemeris of irregular satellites can be found in Emelyanov (2010). In the Natural Satellites Ephemeride Server MULTI-SAT (Emelyanov & Arlot 2008) the precisions can be obtained for the satellites at any given time from the Emelyanov (2005) ephemeris updated to 2012 February 19. However, since the practical realization of the STE ephemeris is for



**Figure 1.** Offsets in declination of the positions published by G15 for Carme. The red ‘x’ relate to the STE (rms = 51), the blue ‘+’ to the JUP300 JPL ephemeris (rms = 130) and the green dot to Emelyanov (2005) (rms = 92). As expected, the ephemeris offsets pointed out by G15 are reduced with the STE ephemeris.

help improving the prediction of stellar occultations by the irregular satellites in the immediate future, it is interesting to compare the STE with the other relevant ephemerides for the next few years.

We compared the STE ephemeris to the JPL for all the Jupiter satellites we fitted, until 2021. For instance, the maximum difference between 2015 and 2021 is at most 98 mas in  $\Delta \alpha \cos \delta$  and 58 mas in  $\Delta \delta$  for Himalia and 181 mas in  $\Delta \alpha \cos \delta$  and 152 mas in  $\Delta \delta$  for Carme.

Fig. 1 displays the offsets of the positions published by G15 for the satellite Carme in declination relative to the STE ephemeris, to Jacobson et al. (2012) JUP300 JPL ephemeris and Emelyanov (2005)<sup>1</sup> ephemeris. The DE431 planetary ephemeris (Folkner et al. 2014) was used to calculate the positions of Jupiter for the three models. We see that the systematic JPL ephemeris offsets pointed out by G15 are reduced with our ephemeris, as expected.

In Table 3 we present the mean offsets and the respective standard deviation of the G15 positions relative to the same three ephemeris as above. We can see that the mean offsets as well as most of their standard deviations are greatly reduced with the STE ephemeris. Of course, by construction, we should expect smaller offsets in the comparison of G15 positions with STE. However, it is not obvious that these offsets should be that smaller in comparison with the other ephemeris offsets. Notice that the G15 positions come from observations made with very distinct instruments at distant sites located at both Earth hemispheres (good parallax angle coverage),

<sup>1</sup> Last update: 2012 February 19.



1354 *A. R. Gomes-Júnior et al.***Table 3.** Mean offsets and standard deviation of the G15 positions relative to the STE, Jacobson et al. (2012) and Emelyanov (2005) ephemeris.

Satellite	STE		JPL		Eme2008	
	$\Delta\alpha \cos \delta$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)	$\Delta\alpha \cos \delta$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)	$\Delta\alpha \cos \delta$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)
Himalia	$-15 \pm 66$	$-7 \pm 54$	$-19 \pm 80$	$-11 \pm 52$	$-18 \pm 72$	$-13 \pm 53$
Elara	$3 \pm 92$	$-12 \pm 57$	$20 \pm 92$	$-50 \pm 69$	$23 \pm 94$	$-83 \pm 81$
Lysithea	$15 \pm 79$	$-21 \pm 68$	$40 \pm 92$	$-43 \pm 77$	$117 \pm 193$	$-76 \pm 185$
Leda	$-9 \pm 67$	$-8 \pm 77$	$60 \pm 117$	$-13 \pm 95$	$166 \pm 162$	$92 \pm 95$
Pasiphae	$4 \pm 89$	$-16 \pm 57$	$-17 \pm 130$	$-82 \pm 85$	$-10 \pm 102$	$-54 \pm 74$
Sinope	$9 \pm 79$	$-4 \pm 47$	$10 \pm 228$	$-35 \pm 76$	$11 \pm 227$	$-52 \pm 63$
Carme	$14 \pm 73$	$-1 \pm 51$	$-3 \pm 114$	$-80 \pm 102$	$-6 \pm 108$	$-45 \pm 80$
Ananke	$-10 \pm 90$	$3 \pm 73$	$60 \pm 127$	$-108 \pm 99$	$101 \pm 180$	$-107 \pm 120$

making this set of positions not remarkably distinct than any set of positions that were used in the construction of the other two ephemeris. Thus, these ephemeris offsets comparisons suggest that the accuracy of the STE ephemeris is at least slightly better than that of the other ephemeris, at least for the time span of our satellites' observations. This supports the utility of the STE ephemeris for the next few years, making it one of the best choices to use in stellar occultation predictions in the short future for these satellites.

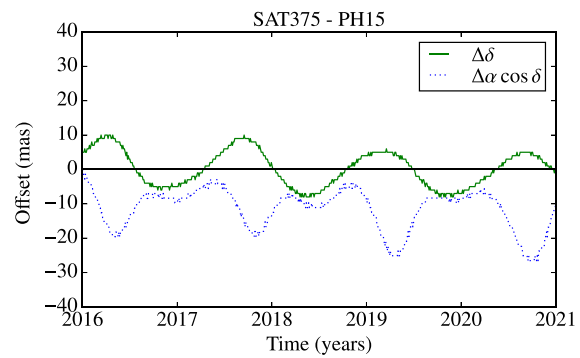
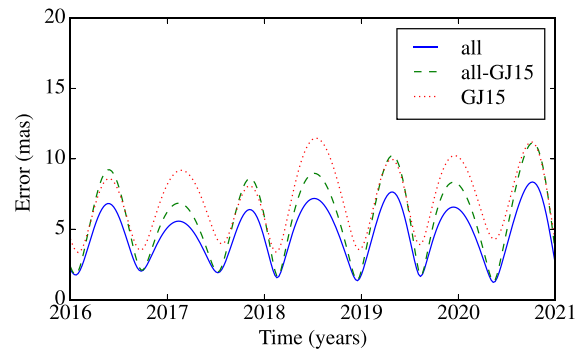
## 2.2 Phoebe's ephemeris

For the specific case of Phoebe, the ninth satellite of Saturn, we have updated the ephemeris published in Desmars et al. (2013a). The new ephemeris (PH15) used the same dynamical model, including the perturbations of the Sun and the eight planets, the eight major satellites of Saturn and the  $J_2$  parameter. The observations used to fit the model are identical to Desmars et al. (2013a) (including 223 Cassini observations) with additional observations from G15, Peng et al. (2015), observations from Minor Planet Circulars between 2012 and 2014 (available on the Natural Satellite Data Center Arlot & Emelyanov 2009), and observations from Flagstaff (U.S.N.O 2015) between 2012 and 2014. It represents a total number of 5886 observations from 1898 to 2014. In contrast, in Desmars et al. (2013a) were used 3367 observations from 1898 to 2012. This represents an increase of almost 75 per cent in the number of observations, mainly with recent observations which is required for our purpose.

In Fig. 2 we compare our ephemeris (PH15) with the sat375 JPL<sup>2</sup> ephemeris. The difference between them is smaller than 30 mas (<10 mas in declination.). This difference is smaller than the apparent diameter of Phoebe (see Table 1).

We computed the precision of the PH15 ephemeris considering three sets of observations: all the positions available; only the positions of G15; and all the positions without G15. The precision is computed by propagation of the covariance matrix of the orbit determination process and by linear transformations giving the covariance matrix in spherical coordinates (right ascension and declination) at a specific date (for more details, see Desmars et al. 2013b). This last matrix then provides the standard deviation in right ascension  $\sigma_\alpha$  and declination  $\sigma_\delta$  at the required date, with  $\sigma_s = \sqrt{\sigma_\alpha^2 \cos^2 \delta + \sigma_\delta^2}$  being the total error in the celestial sphere.

In Fig. 3 we show the comparison between them for the time span 2016–2021 in on-sky Phoebe–Saturn angular separation. It is

**Figure 2.** Comparison between the PH15 and sat375 JPL ephemeris for the satellite Phoebe.**Figure 3.** Comparison of the precision in on-sky Phoebe–Saturn angular separation for the PH15 ephemeris where three different sets of positions were used to compute the ephemeris: all observations; only positions of G15; and all the positions without G15.

possible to see that even considering only the positions of G15, the estimated error of the ephemeris is smaller than 12 mas. The computed precision does not take into account the precision in the position of Saturn.

## 3 PREDICTION OF STELLAR OCCULTATIONS

### 3.1 Candidate events

The prediction of the occultations was made by crossing the stellar coordinates and proper motions of the UCAC4 catalogue (Zacharias et al. 2013) with the ephemeris presented in Section 2. The search

<sup>2</sup>Jacobson, RA 2015 February 27. ‘Satellite Ephemeris: sat375’, JPL Satellite Ephemeris File Release, [ftp://ssd.jpl.nasa.gov/pub/eph/satellites/nio/LINUX\\_PC/sat3751.txt](ftp://ssd.jpl.nasa.gov/pub/eph/satellites/nio/LINUX_PC/sat3751.txt).



**Table 4.** Number of stellar occultations for each satellite from 2016 January up to 2020 December.

Satellite	2016	2017	2018	2019	2020	Total
Ananke	12	16	49	359	187	623
Carme	20	14	30	369	220	653
Elara	14	16	33	305	193	561
Himalia	15	12	54	257	230	568
Leda	8	24	38	362	208	640
Lysithea	16	11	35	330	212	604
Pasiphae	20	19	44	362	206	651
Sinope	15	21	34	356	256	682
Phoebe	32	98	238	79	13	460

for stellar candidates follows the same procedure as presented by Assafin et al. (2010, 2012) and Camargo et al. (2014).

We predicted occultations for the eight major irregular satellites of Jupiter, Ananke, Carme, Elara, Himalia, Leda, Lysithea, Pasiphae and Sinope, and for Phoebe of Saturn.

A total of 5442 events were identified between 2016 January and 2020 December. In Table 4 we present the number of stellar occultations predicted by year for each satellite. It is possible to see an increase in the number of events found for Phoebe in 2018 and for the satellites of Jupiter in 2019–2020. This is because at that periods these satellites will cross the apparent galactic plane. We call attention that about 10 per cent of the events will involve stars brighter than magnitude  $R = 14$  (and almost 25 per cent brighter than  $R = 15$ ), which helps the attempt of amateur observers.

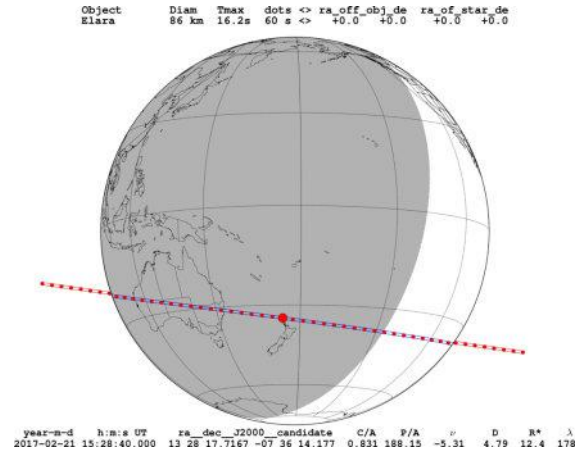
Table 5 shows a sample of the catalogue of predicted occultations and their parameters, which are necessary to produce occultation maps. Since these objects are very small, the duration of each event is a few seconds. All the occultation tables and maps will be publicly available at the Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS). In Fig. 4 we show an example of an occultation map. This is an occultation by Elara that will happen in 2017 February 21. This event can be observed from Australia and it is one of the best opportunities for this object due to the slow velocity of the event and it involves a bright star ( $R^* = 12.4$ ).

The first preliminary catalogue version of the ESA astrometry satellite *GAIA* (de Bruijn 2012) is expected to be released up to the

**Table 5.** A sample of stellar occultation predictions for Pasiphae.

dd mm yyyy h:m:s	RA (ICRS) Dec.	C/A	P/A	$\nu$	$D$	$R^*$	$\lambda$	LST	$\mu_\alpha^*$	$\mu_\delta$
09 04 2016 03:58:19	11 14 36.7707 +07 39 20.7610	1.003	17.9	-12.88	4.54	14.9	271.	22:03	12.	-33.
13 06 2016 00:16:12	11 12 48.5020 +07 06 43.3520	0.661	30.0	+14.32	5.50	13.9	262.	17:45	-1.	1.
27 06 2016 13:56:09	11 18 03.4160 +06 23 45.1940	1.707	28.0	+20.29	5.74	11.7	44.	16:53	4.	-10.
18 07 2016 15:07:24	11 28 15.5076 +05 05 31.8060	0.942	26.7	+27.80	6.05	14.0	8.	15:40	4.	4.
22 07 2016 16:15:07	11 30 30.4310 +04 48 43.4340	0.644	206.5	+29.04	6.11	14.6	348.	15:27	23.	-24.
24 07 2016 01:37:34	11 31 17.8471 +04 42 49.0540	0.029	206.6	+29.46	6.12	15.1	206.	15:22	2.	-8.
24 07 2016 17:37:18	11 31 40.7472 +04 39 57.5060	0.840	26.5	+29.66	6.13	14.9	326.	15:20	-11.	-1.

*Notes.* Entries included: day of the year and UTC central instant of the prediction; right ascension and declination of the occulted star – at the central instant of the occultation (corrected by proper motions); C/A: apparent geocentric distance between the satellite and the star (also known as the distance between the shadow and the centre of the Earth) at the moment of the geocentric closest approach, in arcseconds; P/A: the satellite position angle with respect to the occulted star at C/A, in degrees (zero at north of the star, increasing clockwise);  $\nu$ : relative velocity of event in  $\text{km s}^{-1}$ ; positive = prograde, negative = retrograde;  $D$ : geocentric distance to the occulting object in au;  $R^*$ : normalized UCAC4 magnitude in the  $R$  band to a common shadow velocity of  $20 \text{ km s}^{-1}$  by the relationship  $R^* = R_{UCAC4} + 2.5 \times \log_{10} \left( \frac{\text{velocity}}{20 \text{ km s}^{-1}} \right)$ , the value  $20 \text{ km s}^{-1}$  is typical of events around the opposition;  $\lambda$ : east longitude of subplanet point in degrees, positive towards east, at the instant of the geocentric closest approach; LST: UT +  $\lambda$ : local solar time at subplanet point, hh:mm;  $\mu_\alpha^*$  and  $\mu_\delta$ : proper motions in right ascension and declination, respectively ( $\text{mas yr}^{-1}$ ). For more detailed information about the definition and use of these stellar occultation geometric elements see Assafin et al. (2010).



**Figure 4.** Occultation map for Elara. The central red dot shows the geocentric closest approach of the shadow. The small ones show the centre of the shadow separated by 60s. The lines show the path of the shadow over the Earth. The shadow moves from right to left. Labels: Diam: diameter of the object; Tmax: maximum duration of the event for an observation in the centre of the shadow; C/A: apparent geocentric distance between the satellite and the star (also known as the apparent distance in the plane of the sky between the shadow and the centre of the Earth) at the moment of the geocentric closest approach, in arcseconds; P/A: the satellite position angle with respect to the occulted star at C/A, in degrees;  $\nu$ : relative velocity of event in  $\text{km s}^{-1}$ ;  $D$ : geocentric distance to the occulting object in au;  $R^*$ : normalized UCAC4 magnitude in the  $R$  band to a common shadow velocity of  $20 \text{ km s}^{-1}$ ;  $\lambda$ : east longitude of subplanet point in degrees, positive towards east, at the central instant of the geocentric closest approach (see the notes of Table 5).

end of 2016 (the catalogue with five-parameter astrometric solutions is up to the end of 2017). The precise star positions to be derived by *GAIA* will provide better predictions with the main source of error being the ephemeris. Astrometric reduction of observations published in G15 will be revised with the *GAIA* catalogue and the predictions will be improved. In that context, in the *GAIA* era, the occultations predicted will be updated.

1356 *A. R. Gomes-Júnior et al.*

### 3.2 Robustness of predictions

Since 2009 many successful observations of stellar occultations by TNOs have been reported in the literature (Elliot et al. 2010; Sicardy et al. 2011; Ortiz et al. 2012; Braga-Ribas et al. 2013), the main disadvantages in their prediction being large heliocentric distances and ephemeris error, facts somewhat compensated for the larger diameters involved. In contrast to TNOs, the irregular satellites have much better ephemeris because the orbits of their host planets are better known, their observational time span is much wider and covers many orbital periods. Moreover, the irregular satellites are much closer to Earth which implies in a much smaller shadow path error in kilometres. These advantages may be somewhat balanced by the smaller sizes estimated for the irregular satellites. Thus, in comparison, the chances for a successful observation of a stellar occultation by an irregular satellite should be considered at least also as good as those by TNOs.

Observing a stellar occultation demands a great effort. And, in our case, the shadow covers a very restricted area on the Earth because of the size of the irregular satellites. Since no stellar occultation by an irregular satellite was observed up to date, and since we want to be sure that we can start observational campaigns with reasonable chances of success, we tested the robustness of an occultation prediction for a large target.

The test design consisted in observing the object and star to be occulted near the date of the event predicted when the two objects were present in the same field of view (FOV), close to each other. Thus, the relative positions between the two objects had minimal influence of the errors of the reference catalogue of stars used and possible field distortions (Peng et al. 2008, and references therein). The relative positions of the star and satellite were used to check the original prediction. Notice that in the test we did not attempt to observe any actual occultation. The test could be performed at any site, regardless of the Earth location where the occultation would in fact be visible.

We tested the occultation by Himalia predicted to occur on 2015 March 3. The shadow would cross the northern part of South America. For the event, four situations were considered.

- (i) Our nominal, published prediction with the STE ephemeris (see Section 2), and the nominal UCAC4 position of the star.
- (ii) Prediction with the JPL ephemeris and the nominal UCAC4 position of the star.
- (iii) Prediction from star and satellite offsets calculated from observations made a few days before the occultation when the objects were very separated (different FOVs).
- (iv) Same as (iii) but with the star and the satellite close in the same FOV.

Table 6 shows the differences between the predictions in the four situations. For situation (iii) we observed the objects on February 22

**Table 6.** Comparison between the predictions of the Himalia occultation at 2015 March 3.

Method	Differences with respect to the STE prediction		Sit.
	Instant of C/A	C/A	
STE	00:39:51 UTC	0".703	(i)
JPL	−26 s	+11 mas (36 km)	(ii)
Feb. 22 Obs.	−14 s	−20 mas (65 km)	(iii)
Mar. 3 Obs.	−36 s	−09 mas (29 km)	(iv)

*Notes.* C/A: geocentric closest approach; Sit: situation test considered.

with the Zeiss telescope (diameter = 0.6 m; FOV = 12.6 arcmin; pixel scale = 0.37 arcsec pixel<sup>−1</sup>) at the Observatório do Pico dos Dias, Brazil (OPD, IAU code 874, 45°34'57"W, 22°32'04"S, 1864 m). On that day, Himalia and the star were observed in separate FOVs as they were still far apart. On the night of the event, March 3, the objects were observed with Perkin-Elmer telescope (diameter = 1.6 m; FOV = 5.8 arcmin; pixel scale = 0.17 arcsec pixel<sup>−1</sup>) at OPD just over an hour after the time scheduled for the event. Satellite and star were separated by about 16 arcsec, so very close to each other (situation (iv)). From the calculated offsets, the centre of the shadow was obtained. Notice that the shadow path was not predicted to cross the OPD (which was located at almost 2000 km south from the shadow path). This was not necessary for testing the prediction.

The critical parameter in the comparisons is the C/A, which here is related to latitudes. The apparent radius of Himalia is about 20 mas (see Table 1). In the context of the test, for a 0 mas offset in C/A we would have 100 per cent probability of observing the occultation, and 0 per cent in the case of a C/A offset equal to or larger than 20 mas, the radius of Himalia. From Table 6, we have nearly 0 per cent probability of success in situation (iii), for which the offset in C/A was −20 mas, but when the relative astrometry was poor, 10 d prior to the event. Once at the day of the event in situation (iv), the C/A offset dropped to −9 mas only, corresponding to a 55 per cent probability of success. Comparison with the prediction using the JPL ephemeris (situation (ii)) gives a +11 mas C/A offset, or a compatibility of 45 per cent between the ephemerides. All this suggests that there was a good probability of observing the event. The largest differences between the shadows of the four situations were 36 s in time along the shadow path and 101 km (31 mas) in the direction perpendicular to the shadows, suggesting that observers should be spread in narrow latitude ranges 100 km wide.

## 4 DISCUSSION

We performed new numerical integrations for improving the orbits of some of the larger irregular satellites. Consequently, with our ephemeris, we predicted stellar occultations aiming to access fundamental parameters like size, shape, albedo, ultimately aiming to track the formation origin of these bodies.

For the irregular satellites of Jupiter (Ananke, Carme, Elara, Himalia, Leda, Lysithea, Pasiphae and Sinope), we produced ephemeris using only the observations of G15. These new ephemerides are denominated STE.

We also updated the ephemeris of Phoebe (Desmars et al. 2013a) using the observations of G15, Peng et al. (2015), observations from MPC and from Flagstaff. A total of 5886 observations between 1989 and 2014 were used in the process. This represents an increase of about 75 per cent in the number used to generate the ephemeris of Phoebe in Desmars et al. (2013a).

As it was shown for Phoebe, when we use only the positions of G15, the ephemeris presents a precision in the order of those where all the positions were used. Moreover, the case of Phoebe is particular because we have many observations in a large time span (1898–2014) including observations from Cassini. For the Jovian satellites with fewer observations, the precision we have by using only G15 observations may be quite equivalent or even better than the precision of other ephemeris for the short time span explored in this work.

We predict stellar occultations for the period of 2016–2020 for eight irregular satellites of Jupiter: Ananke, Carme, Elara, Himalia, Leda, Lysithea, Pasiphae, and Sinope; and one satellite of Saturn:

Phoebe. The procedure used was the same as that for the prediction of stellar occultations by Pluto and its satellites in Assafin et al. (2010) and by Centaurs and TNOs in Assafin et al. (2012) and Camargo et al. (2014). The candidate stars were searched in the UCAC4 catalogue. The occasional passage of Jupiter by the galactic plane in 2019–2020 and Saturn in 2018 creates the best opportunity of observing stellar occultations in the near future due to the great density of stars in the region. Indeed, a total of 5442 events are foreseen. The next time that Jupiter will cross the central side of the galactic plane will be in 2031 and Saturn in 2046–2047.

In a broader, general sense, the probability of successfully observing an occultation is roughly the ratio of the satellite's radius by the budget error ( $2\sigma$  for a 95 per cent confidence level) of ephemeris and star position. Thus, UCAC4 errors ranging between 20 and 50 mas ( $1\sigma$ ) combined with a mean error ( $1\sigma$ ) in the JPL ephemeris of 30 mas for Himalia and 150 mas for Leda published in table 2 of Jacobson et al. (2012) would give 28–17 per cent probability of observing such an event by Himalia and  $\approx 2$  per cent for Leda, the smallest irregular satellite in the sample. Observations a few days before the date of occultation predicted may improve the combined errors to 40–80 mas, depending on the magnitude of the objects. This probability is estimated for a single observing site, and we expect to reach higher probability with multisites.

The test made with an occultation expected to happen in 2015 March 3 for Himalia showed that this event would probably have been observed successfully in case there were observers available in the shadow area. The results show satisfying small offsets with respect to the local of the prediction.

GJ15 also observed Sycorax (satellite of Uranus) and Nereid (satellite of Neptune). There were few observations of Sycorax distributed in 9 nights over 2 yr which did not cover one orbital period. For Nereid, the observations covered many orbital periods, but due to Nereid's large orbital eccentricity there are no observations near the pericentre.

Uranus and Neptune are crossing a very low dense region of stars. This results in almost no stellar occultation by these objects up to 2020. In fact, using JPL ephemeris, we identified only two events for each satellite in this period, but due to the bad conditions of the events (shadow far from observatories; faint stars) we chose not to publish any events here. For these reasons we did not attempt to generate new orbits for these satellites here.

Continuous observations of the satellites are recommended and fitting of our dynamical model to those observations are expected to reduce the respective STE ephemeris errors. The first version of the *GAIA* catalogue is to be released up to the end of 2016 and will improve the position error of the stars to the 1–5 mas level. Re-reduction of older positions, and reduction of new positions of irregular satellites with *GAIA* will improve new orbit determinations. It will also allow for the discovery of occultations by more stars not present in the UCAC4 catalogue. The release of the *GAIA* catalogue should have a positive impact on both the astrometric precision of occulted stars and the reduction of new astrometric positions of the satellites. As a result, prediction of stellar occultations by irregular satellites shall increase in number as well as in precision and success.

#### ACKNOWLEDGEMENTS

ARG-J thanks the financial support of CAPES. MA thanks the CNPq (Grants 473002/2013-2 and 308721/2011-0) and FAPERJ (Grant E-26/111.488/2013). RV-M thanks grants: CNPq-306885/2013, Capes/Cofecub-2506/2015, Faperj: PAPDRJ-

45/2013 and Cient.Est-05/2015. JIBC acknowledges CNPq for a PQ2 fellowship (process number 308489/2013-6). BEM thanks the financial support of CAPES. FB-R acknowledges PAPDRJ-FAPERJ/CAPES E-43/2013 number 144997, E-26/101.375/2014. The numerical model of the satellites of Jupiter was developed during a post-doctoral contract funded by the Chinese Academy of Sciences (CAS) and supported by the National Scientific Fund of China (NSFC). The authors thank Dr Nikolay Emelyanov for his comments to improve the paper.

#### REFERENCES

- Arlot J.-E., Emelyanov N. V., 2009, *A&A*, 503, 631  
 Assafin M., Camargo J. I. B., Vieira Martins R., Andrei A. H., Sicardy B., Young L., da Silva Neto D. N., Braga-Ribas F., 2010, *A&A*, 515, A32  
 Assafin M., Vieira Martins R., Camargo J. I. B., Andrei A. H., Da Silva Neto D. N., Braga-Ribas F., 2011, in Tanga P., Thuillot W., eds, *Gaia FUNSSO Workshop Proc., Gaia Follow-Up Network for the Solar System Objects*. p. 85  
 Assafin M., Camargo J. I. B., Vieira Martins R., Braga-Ribas F., Sicardy B., Andrei A. H., da Silva Neto D. N., 2012, *A&A*, 541, A142  
 Barucci M. A., Brown M. E., Emery J. P., 2008, in Barucci M. A., Boehnhardt H., Cruikshank D. P., Morbidelli A., Dotson R., eds, *Composition and Surface Properties of Transneptunian Objects and Centaurs*. Univ. Arizona Press, Tuscan, AZ, p. 143  
 Braga-Ribas F. et al., 2013, *ApJ*, 773, 26  
 Camargo J. I. B. et al., 2014, *A&A*, 561, A37  
 Clark R. N. et al., 2005, *Nature*, 435, 66  
 Čuk M., Burns J. A., 2004, *Icarus*, 167, 369  
 de Bruijne J. H. J., 2012, *Ap&SS*, 341, 31  
 Desmars J., Li S. N., Tajeddine R., Peng Q. Y., Tang Z. H., 2013a, *A&A*, 553, A36  
 Desmars J., Bancelin D., Hestroffer D., Thuillot W., 2013b, *A&A*, 554, A32  
 Elliot J. L. et al., 2010, *Nature*, 465, 897  
 Emelyanov N. V., 2005, *A&A*, 435, 1173  
 Emelyanov N., 2010, *Planet. Space Sci.*, 58, 411  
 Emelyanov N. V., Arlot J.-E., 2008, *A&A*, 487, 759  
 Everhart E., 1985, in Carusi A., Valsecchi G. B., eds, *Proc. IAU Colloq. 83, ASSL, Vol. 115, Dynamics of Comets: Their Origin and Evolution*. Reidel, Dordrecht, p. 185  
 Folkner W. M., 2010, Technical Report, Jet Propulsion Laboratory Interoffice Memo. IOM 343R-10-001  
 Folkner W. M., Williams J. G., Boggs D. H., Park R. S., Kuchynka P., 2014, *The Planetary and Lunar Ephemerides de430 and de431*. Technical Report, Jet Propulsion Laboratory  
 Gomes-Júnior A. R. et al., 2015, *A&A*, 580, A76 (G15)  
 Grav T., Bauer J., 2007, *Icarus*, 191, 267  
 Grav T., Holman M. J., Gladman B. J., Aksnes K., 2003, *Icarus*, 166, 33  
 Jacobson R., Brozović M., Gladman B., Alexandersen M., Nicholson P. D., Veillet C., 2012, *AJ*, 144, 132  
 Jewitt D., Haghighipour N., 2007, *ARA&A*, 45, 261  
 Johnson T. V., Lunine J. I., 2005, *Nature*, 435, 69  
 Lainey V., Duriez L., Vienne A., 2004, *A&A*, 420, 1171  
 Ortiz J. L. et al., 2012, *Nature*, 491, 566  
 Peng Q., Vienne A., Lainey V., Noyelles B., 2008, *Planet. Space Sci.*, 56, 1807  
 Peng Q. Y., Wang N., Vienne A., Zhang Q. F., Li Z., Meng X. H., 2015, *MNRAS*, 449, 2638  
 Porco C. C. et al., 2003, *Science*, 299, 1541  
 Rettig T., Walsh K., Consolmagno G., 2001, *Icarus*, 154, 313  
 Sheppard S. S., 2006, in Daniela L., Sylvio Ferraz M., Angel F. J., eds, *Proc. IAU Symp. 229, Asteroids, Comets, Meteors*. Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 319  
 Sicardy B. et al., 2011, *Nature*, 478, 493  
 Thomas P., 2010, *Icarus*, 208, 395

1358 *A. R. Gomes-Júnior et al.*

U.S.N.O., 2015, Flagstaff Astrometric Scanning Transit Telescope Planet and Planetary Satellite Observations. Available at: <http://www.nofs.navy.mil/data/plansat.html>  
Zacharias N., Finch C. T., Girard T. M., Henden A., Bartlett J. L., Monet D. G., Zacharias M. I., 2013, AJ, 145, 44

**SUPPORTING INFORMATION**

Additional Supporting Information may be found in the online version of this article:

**occ\_tables.zip**

(<http://www.mnras.oxfordjournals.org/lookup/suppl/doi:10.1093/mnras/stw1738/-/DC1>).

Please note: Oxford University Press is not responsible for the content or functionality of any supporting materials supplied by the authors. Any queries (other than missing material) should be directed to the corresponding author for the article.

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.

## B Artigos de minha co-autoria

Ao longo da Graduação, Mestrado e Doutorado, eu me envolvi em diversos projetos que resultaram em diversas publicações. Abaixo estão listados os artigos dos quais participei por ordem de publicação:

- Sicardy, B., Ortiz, J. L., Assafin, M., et al. (2011). [A Pluto-like radius and a high albedo for the dwarf planet Eris from an occultation](#). *Nature*, 478(7370):493–496
- Braga-Ribas, F., Sicardy, B., Ortiz, J. L., et al. (2014). [A ring system detected around the Centaur \(10199\) Chariklo](#). *Nature*, 508(7494):72–75
- Camargo, J. I. B., Magalhães, F. P., Vieira-Martins, R., et al. (2015). [Astrometry of the main satellites of Uranus: 18 years of observations](#). *Astronomy & Astrophysics*, 582:A8
- Desmars, J., Camargo, J. I. B., Braga-Ribas, F., et al. (2015). [Orbit determination of trans-Neptunian objects and Centaurs for the prediction of stellar occultations](#). *Astronomy & Astrophysics*, 584:A96
- Dias-Oliveira, A., Sicardy, B., Lellouch, E., et al. (2015). [PLUTO'S ATMOSPHERE FROM STELLAR OCCULTATIONS IN 2012 AND 2013](#). *The Astrophysical Journal*, 811(1):53
- Olkin, C., Young, L., Borncamp, D., et al. (2015). [Evidence that Pluto's atmosphere does not collapse from occultations including the 2013 May 04 event](#). *Icarus*, 246:220–225
- Benedetti-Rossi, G., Sicardy, B., Buie, M. W., et al. (2016). [RESULTS FROM THE 2014 NOVEMBER 15TH MULTI-CHORD STELLAR OCCULTATION BY THE TNO \(229762\) 2007 UK126](#). *The Astronomical Journal*, 152(6):156
- Morgado, B., Assafin, M., Vieira-Martins, R., et al. (2016). [Astrometry of mutual approximations between natural satellites. Application to the Galilean moons](#). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 460(4):4086–4097
- Sicardy, B., Talbot, J., Meza, E., et al. (2016). [PLUTO'S ATMOSPHERE FROM THE 2015 JUNE 29 GROUND-BASED STELLAR OCCULTATION AT THE TIME OF THE NEW HORIZONS FLYBY](#). *The Astrophysical Journal*, 819(2):L38
- Bérard, D., Sicardy, B., Camargo, J. I. B., et al. (2017). [The Structure of Chariklo's Rings from Stellar Occultations](#). *The Astronomical Journal*, 154(4):144

- 
- Dias-Oliveira, A., Sicardy, B., Ortiz, J. L., et al. (2017). [Study of the Plutino Object \(208996\) 2003 AZ84 from Stellar Occultations: Size, Shape, and Topographic Features](#). *The Astronomical Journal*, 154(1):22
  - Leiva, R., Sicardy, B., Camargo, J. I. B., et al. (2017). [Size and Shape of Chariklo from Multi-epoch Stellar Occultations](#). *The Astronomical Journal*, 154(4):159
  - Ortiz, J. L., Santos-Sanz, P., Sicardy, B., et al. (2017). [The size, shape, density and ring of the dwarf planet Haumea from a stellar occultation](#). *Nature*, 550(7675):219–223