

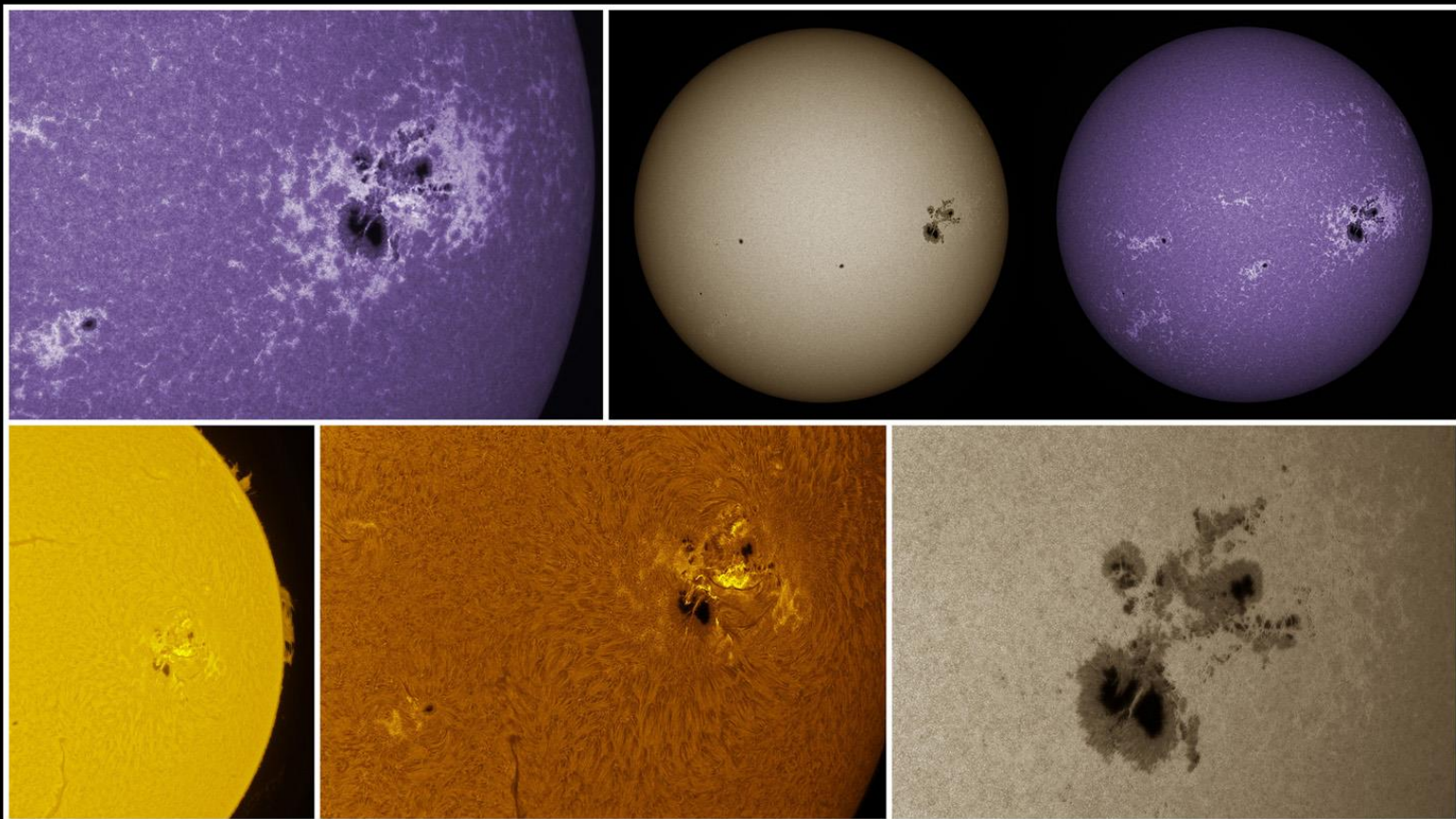


APAA

Associação
Portuguesa
de Astrónomos
Amadores

ASTRONOMIA de Amadores

N.º 48 Janeiro/Junho 2015



QUANTAS ESTRELAS TEM A VIA LÁCTEA?

Guilherme de Almeida

COMO EVITAR O STRESS E ADESIUSÃO NA COMPRA DO SEU PRIMEIRO TELESCÓPIO

Guilherme de Almeida

REGISTO AUTOMÁTICO DE METEOROS (I)

Rui Gonçalves e Carlos Saraiva

SOBRE A DISTÂNCIA FOCAL VARIÁVEL DOS TELESCÓPIOS CASSEGRAIN DE ESPELHOS MÓVEIS

Guilherme de Almeida

ESTRELAS BINÁRIAS: MAGNITUDE DA COMPONENTE SECUNDÁRIA EM FUNÇÃO DAS MAGNITUDES DO SISTEMA E DA COMPONENTE PRINCIPAL

Guilherme de Almeida

VARIÁVEIS ECLIPSANTES: ESTUDO DO OBJECTO ASAS J202135 + 1525.6 – HD

João Alveirinho Correia

JAMES E. KEELER'S PHOTOGRAPHS OF NEBULAE AND CLUSTERS MADE WITH THE CROSSLEY REFLECTOR

Pedro Ré



APAA

Associação
Portuguesa
de Astrónomos
Amadores

**DESEJA PUBLICAR UM ARTIGO NA REVISTA *ASTRONOMIA DE AMADORES*?
ENCONTROU UMA TÉCNICA INTERESSANTE DE OBSERVAÇÃO OU DE
ASTROFOTOGRAFIA QUE GOSTARIA DE PARTILHAR?**

CONTACTE A APAA ATRAVÉS DO E-MAIL: INFO@APAA.CO.PT

(Os artigos são sujeitos a uma apreciação prévia, pelo que a APAA não pode garantir a publicação de artigos que não reúnam os requisitos necessários).

ASTRONOMIA DE AMADORES

Revista de divulgação astronómica (n.º 48) — Janeiro/Junho — ano 2015

Propriedade: Associação Portuguesa de Astrónomos Amadores (APAA); P.C. n.º 501 213 414.

Sede: Rua Alexandre Herculano, 57- 4.º Dto., 1250 - 010 Lisboa (telefone: 213 863 702)

email: info@apaa.co.pt • <http://apaaweb.com/>

*REPRODUÇÃO PROIBIDA, EXCEPTO SOB AUTORIZAÇÃO EXPRESSA DA DIRECÇÃO DA APAA.
AS REFERÊNCIAS E AS CITAÇÕES DEVEM INDICAR EXPLICITAMENTE A ORIGEM.*

REVISTA ASTRONOMIA DE AMADORES

Equipa redactorial: Pedro Ré, Guilherme de Almeida.

Periodicidade: Semestral

Distribuição: a Revista **ASTRONOMIA DE AMADORES** é distribuída gratuitamente a todos os associados que à data da publicação do respectivo número estejam em pleno gozo dos seus direitos, assim como aos sócios honorários e membros do Conselho Técnico e Científico.

Conselho Técnico e Científico: Alcaria Rego, Alfredo Pereira, António Cidadão, António da Costa, Cândido Marciano, Carlos Saraiva, Guilherme de Almeida, José Augusto Matos, Pedro Ré e Rui Gonçalves.

Colaboraram neste número: Pedro Ré, Guilherme de Almeida, Rui Gonçalves, Carlos Saraiva e João Alveirinho Correia.

Artigos para publicação: Os trabalhos destinados a publicação, devem ser fornecidos em formato Word 7 ou anterior, acompanhados de memorando explicitando o fim a que se destinam e sendo o conteúdo da responsabilidade dos autores. Só serão aceites trabalhos originais. Os artigos destinados a publicação serão previamente apreciados por um ou mais membros do Conselho Técnico e Científico ou da Redacção que, caso entendam necessário, incluirão nota devidamente assinalada. A APAA encoraja os seus sócios (e até os não sócios) a enviar artigos. Estes traduzem a opinião dos autores, e não necessariamente os pontos de vista da APAA.

ASSOCIAÇÃO PORTUGUESA DE ASTRÓNOMOS AMADORES (APAA)

Direcção

Presidente: Pedro Ré; **Vice-Presidente:** Carlos Saraiva; **Tesoureiro:** Pedro Figueiredo; **Secretário:** Vítor Quinta;

Secretário-Adjunto: Raimundo Ferreira.

Mesa da Assembleia-Geral

Presidente: António Magalhães; **Secretário:** Rui Gonçalves; **Vogal:** José Egeia.

Conselho Fiscal

Presidente: José Cardoso Moura; **Vogal:** Paulo Coelho; **Vogal:** Miguel Claro.

Pagamento de quotas

2ª a 5ª feira: das 10 h às 13 h e das 15 h às 19 h;

Pagamentos em cheque cruzado à ordem da APAA, vale postal ou transferência bancária.

Novos sócios:

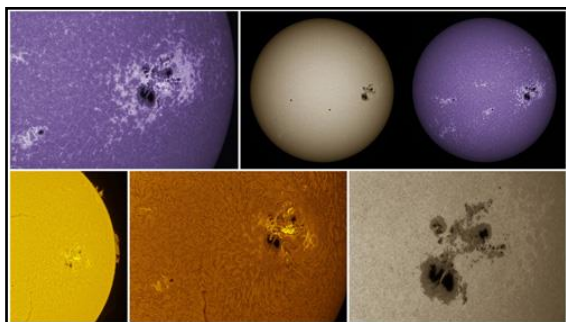
Para se inscrever na APAA, basta enviar por carta, ou entregar pessoalmente na sede, uma folha A4 contendo nome, morada, data de nascimento, habilitações literárias e endereço e-mail (caso tenha), acompanhado de meio de pagamento da inscrição (5 Euros) e das quotas de pelo menos um trimestre (6 Euros). A quota mensal é de 2 Euros/mês. Os jovens até 25 anos têm uma redução das quotizações de 50%. Em <http://apaaweb.com/> existe um formulário de inscrição on-line que poderá facilitar todo este processo.

OBSERVATÓRIO APAA

Este observatório resulta de um protocolo estabelecido entre a APAA e o Planetário Calouste Gulbenkian. Denomina-se "Observatório Comandante Conceição Silva" e encontra-se anexo ao Planetário em Belém, junto ao Mosteiro dos Jerónimos.

ÍNDICE

QUANTAS ESTRELAS TEM A VIA LÁCTEA?	5
Guilherme de Almeida	
COMO EVITAR O <i>STRESS</i> E ADESIÇÃO NA COMPRA DO SEU	
PRIMEIRO TELESCÓPIO	9
Guilherme de Almeida	
REGISTO AUTOMÁTICO DE METEOROS (I).....	16
Rui Gonçalves e Carlos Saraiva	
SOBRE A DISTÂNCIA FOCAL VARIÁVEL DOS TELESCÓPIOS	
CASSEGRAIN DE ESPELHOS MÓVEIS	22
Guilherme de Almeida	
ESTRELAS BINÁRIAS: MAGNITUDE DA COMPONENTE SECUNDÁRIA EM	
FUNÇÃO DAS MAGNITUDES DO SISTEMA E DA COMPONENTE PRINCIPAL	31
Guilherme de Almeida	
VARIÁVEIS ECLIPSANTES: ESTUDO DO	
OBJECTO ASAS J202135 + 1525.6 – HD	33
João Alveirinho Correia	
JAMES E. KEELER’S PHOTOGRAPHS OF NEBULAE AND CLUSTERS	
MADE WITH THE CROSSLEY REFLECTOR	41
Pedro Ré	



SUN (20141026). WL, Ca-K & H-alpha.
LUNT152 F/6, IKHARUS80. Pedro Ré (2014)
<http://re.apaaweb.com>

Quantas estrelas tem a Via Láctea?



Guilherme de Almeida
g.almeida@vizzavi.pt

Diz-se que a Via Láctea contém cerca de cem mil milhões de estrelas (100 000 000 000), ou seja, 10^{11} estrelas. Pelo menos considerando as estrelas que se encontram no disco galáctico e no seu bojo central. Será muito difícil estimar esse número? O objectivo deste artigo será demonstrar dois métodos estimativos desse número e ver se tais métodos são consistentes entre si.

Uma propriedade interessante do campo gravítico

Para podermos usar estes métodos teremos de demonstrar uma propriedade interessante do campo gravítico, que se pode resumir do modo seguinte: Considerada uma camada esférica e homogénea de matéria, o campo gravítico global por ela criado em *qualquer ponto interior* (seja ou não o seu centro) é nulo. Por isso, qualquer pequena massa aí colocada fica sujeita a uma força resultante nula. O cálculo não é complexo e vale a pena segui-lo.

Veja-se a figura 1. Numa camada esférica de espessura h e centro C , recorte-se um quadrado de lado L_2 e área $A_2 = L_2 \cdot L_2 = L_2^2$.

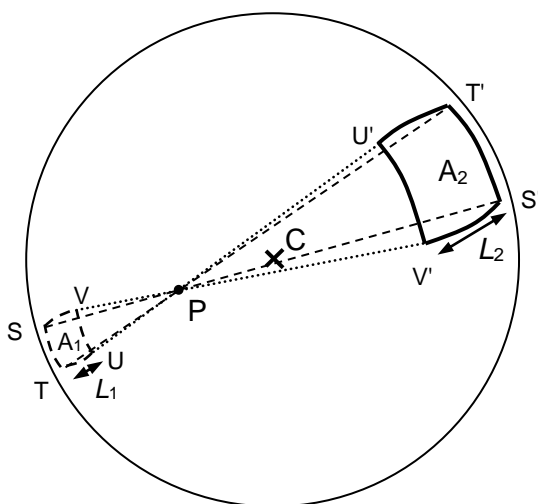


Fig 1. Dois quadrados recortados numa camada esférica. Guilherme de Almeida, 2011.

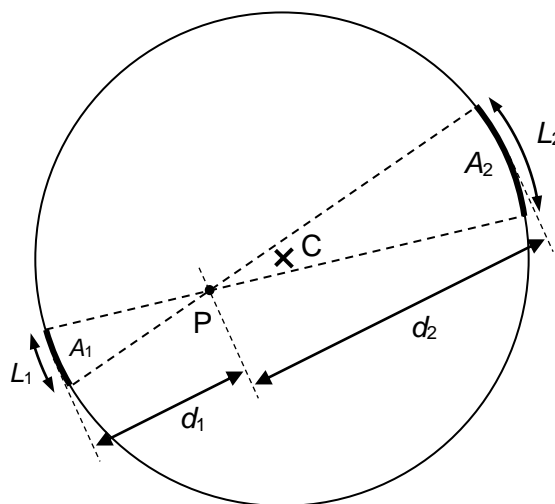


Fig 2. Representação da camada esférica de perfil. Guilherme de Almeida, 2011.

Dada a espessura h da camada esférica, e a sua curvatura, teremos na realidade um paralelepípedo encurvado. Mas podemos considerar h tão fino quanto queiramos e L_2 tão pequeno quanto se queira: no limite, tal curvatura será desprezável e o volume desse paralelepípedo (agora

"bem comportado") será $V_2 = L_2^2 h$. Sendo ρ a massa volúmica do material, a massa de tal paralelepípedo será $m_2 = \rho V_2 = \rho L_2^2 h$. Por razões práticas, e porque a sua espessura é muito fina, continuaremos a chamar-lhe "quadrado".

Pelos vértices S', T', U' e V' (do quadrado 2), façamos passar rectas, que se cruzam num *qualquer* ponto P , interior à camada esférica. Tais rectas determinam um outro quadrado, diametralmente oposto, de lado L_1 e massa $m_1 = \rho V_1 = \rho L_1^2 h$, com vértices em S, T, U e V . Este será o quadrado 1.

Na figura 2 podemos ver uma vista em corte, segundo um plano que passa pelos centros dos dois quadrados (supusemos, para simplificar, que o segmento de recta que liga os centros dos dois quadrados é um diâmetro, mas tal não é um requisito essencial a esta demonstração). Uma simples proporção permite-nos concluir que

$$\frac{L_1}{L_2} = \frac{d_1}{d_2}, \text{ ou seja, } \frac{A_1}{A_2} = \frac{L_1 \times L_1}{L_2 \times L_2} = \frac{d_1^2}{d_2^2} \quad \text{[Equação 1]}$$

Se imaginarmos uma pequena massa (m) colocada em P , veja-se a distância d_1) ela será atraída gravitacionalmente por m_1 com a força de intensidade F_{1P} , apontando de P para o centro de m_1 , sendo

$$F_{1P} = G \frac{m_1 m}{d_1^2} = G \frac{\rho h A_1 m}{d_1^2}; \text{ (} G \text{ é a constante universal de gravitação: } G = 6,67 \times 10^{-11} \text{ N m}^2/\text{kg}^2 \text{)}.$$

Identicamente, a mesma massa m será atraída gravitacionalmente por m_2 com a força de intensidade F_{2P} , apontando de P para o centro de m_2 , sendo

$$F_{2P} = G \frac{m_2 m}{d_2^2} = G \frac{\rho h A_2 m}{d_2^2}$$

Comparando as intensidades dessas forças (que são de sentido oposto), obtemos

$$\frac{F_{1P}}{F_{2P}} = \frac{G \rho h A_1 m}{d_1^2} \div \frac{G \rho h A_2 m}{d_2^2}, \text{ ou seja, } \frac{F_{1P}}{F_{2P}} = \frac{G \rho h A_1 m}{d_1^2} \times \frac{d_2^2}{G \rho h A_2 m} = \frac{A_1}{A_2} \times \frac{d_2^2}{d_1^2}$$

Porém, acabámos de ver (na Equação 1) que $\frac{A_1}{A_2} = \frac{d_1^2}{d_2^2}$, o que nos leva a concluir que

$$\frac{F_{1P}}{F_{2P}} = \frac{A_1}{A_2} \times \frac{d_2^2}{d_1^2} = \frac{d_1^2}{d_2^2} \times \frac{d_2^2}{d_1^2} = 1.$$

Assim sendo, se as forças F_{1P} e F_{2P} são de igual intensidade e de sentidos opostos, a sua resultante é nula. O mesmo raciocínio pode ser alargado a todos os pares de quadrados que queiramos imaginar, em todas as direcções do espaço, englobando a influência global de toda a camada esférica.

Note-se que a posição de P pode ser qualquer (e não apenas no centro C), desde que P seja *interior* à camada esférica. O raciocínio é extensível para uma camada esférica espessa, pois esta pode ser considerada como uma sobreposição de camadas finas, desde que cada uma delas seja homogénea. Ou, ainda se a sua densidade local só variar radialmente.

Estimando o número de estrelas da Via Láctea

O Leitor será agora tentado a perguntar o que é que o resultado anterior tem a ver com a Via Láctea.. A resposta está na figura 3, onde podemos ver a posição aproximada do Sol na Via láctea, a cerca de 27 000 anos-luz do seu centro.

A órbita do Sol, de raio $r \approx 27\,000$ anos-luz, é percorrida num período de cerca de 220 milhões de anos (valores aproximados). Assim sendo, apenas as estrelas *interiores* à órbita solar contribuirão para a força que o leva a descrever a sua órbita. Sabemos que:

$$1 \text{ ano} \approx 3,156 \times 10^7 \text{ s} ; 1 \text{ ano-luz} \approx 9,461 \times 10^{15} \text{ m}.$$

A força centrípeta que actua sobre o Sol, corresponderá à força gravitacional exercida (sobre este) pela massa M das estrelas que se situam *interiormente* à órbita solar (essencialmente o bojo central e parte do disco galáctico, *quase plano*, dentro da órbita solar). Exclui-se, pelas razões já apontadas, o efeito da distribuição de massa *grosseiramente esférica* do halo galáctico. Representando por m_s a massa do Sol, podemos escrever:

$$m_s \omega^2 r = \frac{G M m_s}{r^2} \text{ ou seja, } \frac{4\pi^2}{T^2} r = \frac{G M}{r^2} \text{ e logo } M = \frac{4\pi^2 r^3}{G T^2},$$

Onde m_s é a massa do Sol e ω a velocidade angular da sua translação em torno do núcleo da Via Láctea. Com os valores já indicados, obtemos

$$M = \frac{4 \times 3,1416^2 (27000 \times 9,461 \times 10^{15})^3}{6,67 \times 10^{-11} (220 \times 10^6 \times 3,156 \times 10^7)^2}, \text{ ou seja, } M = 2,047 \times 10^{41} \text{ kg}.$$

Considerando a massa do Sol ($m_s = 1,99 \times 10^{30} \text{ kg}$) como massa média de uma estrela, podemos obter, em massas solares, a massa da parte Via Láctea *compreendida dentro da órbita solar*:

$$\frac{M}{m_s} = \frac{2,047 \times 10^{41}}{1,99 \times 10^{30}} = 1,03 \times 10^{11} \text{ massas solares},$$

valor dentro da ordem de grandeza das estimativas habituais, que se situam entre 1×10^{11} e 2×10^{11} estrelas. Este método, apesar de ser uma mera aproximação, conduziu-nos a resultados interessantes que se apreciam melhor por confronto com resultados modernos seguindo métodos muito mais sofisticados: segundo Imamura (2006) a massa contida no disco visível e bojo é da ordem de 2×10^{11} massas solares e a massa total contida até onde é possível detectar nuvens de HI, incluindo halo galáctico e massa não ocupada por estrelas, é da ordem de 6×10^{11} massas solares. Um trabalho mais recente (2008), realizado por Xiangxiang Xue, Hans-Walter Rix e outros, baseado nas velocidades de 2400 estrelas, conduziu a 10×10^{12} massas solares para a massa *total* da Via Láctea.

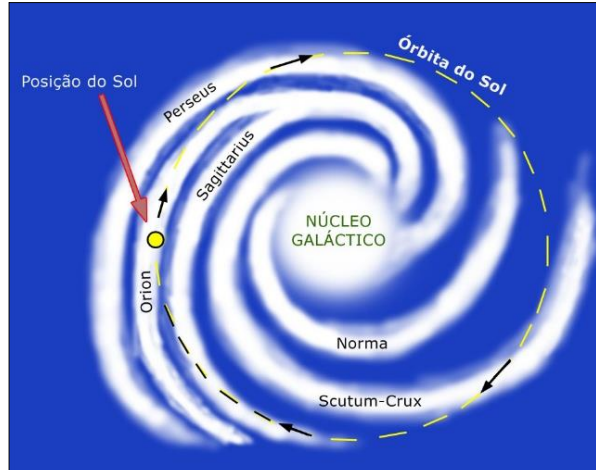


Fig. 3. Representação simplificada da Via Láctea, evidenciando os seus braços e a órbita solar. Guilherme de Almeida, 2011.

Estimando a massa total da Via Láctea

Um outro método baseia-se na Grande Nuvem de Magalhães (GNM), galáxia satélite da Via Láctea, orbitando à distância média r_1 cerca de 160 000 anos-luz desta, com a fabulosa velocidade orbital média $v=300$ km/s (note-se que $\omega=v/r_1$). Sendo m_N a massa da GNM, e considerando o facto de que a força centrípeta que actua na GNM é a força gravítica sobre ela exercida pela massa *total* da Via Láctea, podemos escrever:

$$m_N \frac{v^2}{r_1} = \frac{G M m_N}{r_1^2}, \text{ ou seja, } M = \frac{v^2 r_1}{G}.$$

Entrando com os valores já indicados, obtemos

$$M = \frac{(300 \times 10^3)^2 \times 160 \times 10^3 \times 9,461 \times 10^{15}}{6,67 \times 10^{-11}}, \text{ isto é, } M = 2,04 \times 10^{42} \text{ kg.}$$

E dividindo este valor pela massa do Sol, obtemos

$$\frac{M}{m_s} = \frac{2,04 \times 10^{42}}{1,99 \times 10^{30}} = 1,026 \times 10^{12} \text{ massas solares.}$$

Este valor é cerca de dez vezes superior ao anteriormente calculado, *parecendo* claramente desproporcionado. Mas repare-se que desta vez não estamos a calcular apenas a massa (em massas solares) *das estrelas interiores* à órbita do Sol, mas sim à totalidade da massa da Via Láctea, incluindo, além do halo que envolve a Via Láctea e das partes mais periféricas do disco, toda a restante massa não agrupada em estrelas, incluindo massa não visível.

Deste modo os resultados são compatíveis, pois a massa das estrelas interiores à órbita solar é só uma parte da massa *global* da Via Láctea: no primeiro caso "contámos estrelas" (e apenas as que são interiores à órbita solar); no segundo caso estimamos a massa global da Via Láctea.

1– Imamura, James — *Mass of the Milky Way* (2006)-

2– Xue, Xiangxiang et al. — *The Milky Way Circular Velocity Curve to 60 kpc and an Estimate of the Dark Matter Halo Mass from Kinematics of 2400 SDSS Blue Horizontal Branch Stars* (2008).

COMO EVITAR O STRESS E A DESILUSÃO NA COMPRA DO SEU PRIMEIRO TELESCÓPIO

Guilherme de Almeida
a.almeida(a)vizzavi.pt

Comprar o seu primeiro telescópio sem seguir alguns cuidados essenciais pode tornar-se uma tarefa inglória, ou até um verdadeiro pesadelo. Com tantas opções de escolha, imensos termos técnicos, um leque de preços desde os "telescópios" de supermercado até aos instrumentos mais refinados, as opções são imensas e o leque de preços pode estender-se de 50 euros a mais de 50 000 euros. No mercado existem diversos tipos de telescópios, desde os práticos reflectores dobsonianos, passando compactos catadióptricos até aos sofisticados refractores apocromáticos. Como seguir caminho na "selva instrumental" sem se perder e sem arrependimento futuro? Como escolher um telescópio que dará anos de satisfação sem gastar uma fortuna?

Posição do candidato a comprador

Se o leitor for como o autor destas linhas, que pesa e volta a pensar antes de comprar algo, irá procurar documentação para melhor se orientar. Há quem passe vários meses a estudar o mercado até se decidir por algo que o satisfará. Ou não. Há poucos artigos sobre este assunto, e espero que este artigo ajude nessa escolha. O meu livro "Telescópios" [1] dedica um capítulo inteiro a essa missão.

São de considerar algumas perguntas, feitas pelo leitor *a si próprio*, e respondidas com sinceridade e sem "batota", para uma decisão mais acertada:

1. O que é que pretendo observar com o telescópio? A Lua, Sol ⁽¹⁾, planetas, estrelas duplas, enxames de estrelas, nebulosas, galáxias?
2. Vivo num local de céu muito bom, ou terei de me deslocar com o telescópio, no caso das observações que requerem céu escuro?
3. Até que distância da minha casa estou disposto a deslocar-me com o meu telescópio, para fazer observações que requerem céu escuro?
4. Moro numa vivenda ou num grande apartamento, ou será que em minha casa não há grandes reservas de espaço para guardar o telescópio?

5. Existem na minha casa condições para ter o telescópio sempre pronto a usar (algo como um observatório, mesmo rudimentar), ou terei de armar, desarmar e arrumar o telescópio (e respectivos acessórios) sempre que o quiser usar?
6. Qual o máximo tamanho e peso que estou disposto a aceitar para o meu telescópio?
7. Quanto dinheiro estou disposto(a) a gastar neste equipamento?
8. O meu objectivo é fazer observações apenas visuais, ou também quero vir a fazer astrofotografia? (que exige em geral material mais caro).

Os temas abordados seguidamente ajudarão a abrir caminho nesta escolha.



Fig. 1. Diferentes tipos de telescópios: 1, 2 e 3 – telescópios refractores em montagem altazimutal; 4- tubo de um telescópio de Newton; 5 e 6 – telescópios dobsonianos; 7- telescópio catadióptrico (Schmidt-Cassegrain sobre montagem altazimutal computadorizada).

O preço

Há um ditado popular que diz "o que é barato sai caro" e outro que não o contraria e afirma "você obtém aquilo por que pagou". Os preços dos telescópios não seguem uma evolução linear. Se o que se quer medir é o grau de satisfação com este produto específico (telescópios), a curva (**Fig. 2**) tem a forma de um sino, ou de uma bossa de dromedário, que podemos resumir do seguinte modo

1. Se se gasta demasiado pouco, acaba-se com lixo e a desilusão é certa, com o sabor amargo de se vir a saber, depois, que um pequeno acréscimo de preço nos daria acesso a um telescópio significativamente melhor; depois de ver a Lua com ele, o mais certo é o brinquedo acabar a coleccionar pó na sua arrecadação! E não é preciso gastar uma fortuna para obter um telescópio que lhe pode dar anos de satisfação.
2. Por um preço maior obtém-se o justo equilíbrio entre custo e satisfação (a curva está no seu máximo, ou perto dele).
3. Para preços muito mais elevados, a qualidade e o requinte de fabrico são melhores, mas o acréscimo de satisfação é proporcionalmente menor: um telescópio de 20 000 euros não é 4 vezes melhor do que um de 5000 euros, nem 20 vezes melhor do que um de 1000 euros. De facto. Na área dos preços muito elevados, um aumento significativo de preço, na procura de material ainda mais caro, traduz-se num acréscimo de satisfação proporcionalmente menor.

Veja-se que esta curva não é simétrica: de início tem um crescimento rápido, indicando que um determinado *acréscimo* de preço, por exemplo de 300 euros, se traduz numa melhoria muito significativa de qualidade e satisfação (zona vermelha). Após o máximo, a curva desce a um ritmo progressivamente mais lento, denunciando que o grau de satisfação tende a estabilizar para preços muito elevados, de tal forma que embora a qualidade cresça (zona castanha), cresce relativamente pouco face ao enorme e desproporcionado aumento de preço. Para melhorar a partir de um telescópio de 4000 euros, não basta dar mais 300 euros para incrementar significativamente a qualidade/satisfação, mas teremos de gastar provavelmente mais de 1000 euros adicionais.

A descida da curva na zona castanha não significa obviamente que o telescópio seja pior: mostra apenas que a relação satisfação/preço baixa e tende a estabilizar.

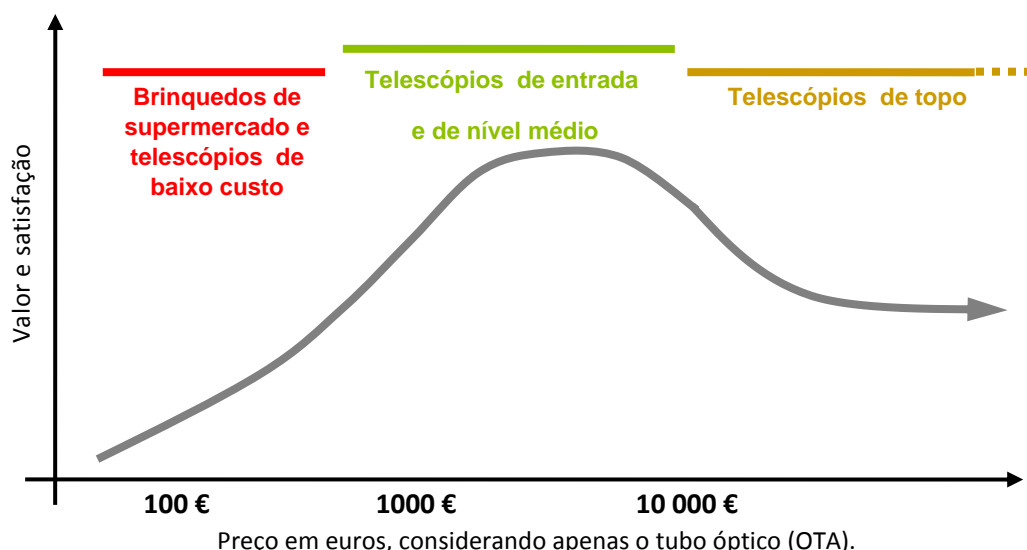


Fig. 2- Diagrama preço-satisfação. Guilherme de Almeida, 2014

Devemos ter em conta que um bom telescópio é um instrumento de precisão óptica e também mecânica, com componentes caros, difíceis e demorados de fazer e ajustar. Há até quem diga que os telescópios ou são bons ou são baratos, mas nunca as duas coisas ao mesmo tempo.

Se o leitor vir um telescópio reluzente pelo preço de 100 euros, com um generoso conjunto de oculares, tripé e montagem, é óbvio que o fabricante teve de cortar na qualidade e nos materiais para poder apresentar tal preço: pode estar certo de que esse não é um bom telescópio. No extremo oposto, não será preciso gastar uma fortuna em equipamento refinado, a menos que queira fazer astrofotografia de ponta ou dedicar-se a trabalhos muito exigentes.

Quanto deveremos então gastar num telescópio? É uma pergunta à qual o leitor terá de responder pensando em quanto *pode* gastar e nas suas expectativas quanto ao que vai observar e o que espera ver. De uma forma geral, é preciso gastar pelo menos 300 euros num equipamento razoável da gama baixa e cerca de 2200 euros ou mais para um telescópio de abertura considerável e comandado por computador. Se a sua ideia é fazer astrofotografia de qualidade as despesas podem ser maiores, conforme aquilo que pretende fotografar. Para conhecer o mercado, as opções disponíveis e os preços pode procurar aqui: www.astrofoto.com.pt e em www.bs-astro.com.

Se vir uma bonita caixa com um telescópio juntamente com um microscópio, fica a saber que está perante um brinquedo, de fraca qualidade e com muitos componentes de plástico, frágeis, que não lhe darão satisfação e não vão durar muito, especialmente se for para oferecer a uma criança. Não existem milagres e para poder apresentar esse preço atraente incluindo a margem de comercialização da loja, foi preciso substituir o bom pelo mau, o perfeito pelo imperfeito, o resistente pelo frágil, o rigoroso pelo desleixado. Um telescópio numa montagem computadorizada por 300 euros é demasiado bom para ser verdade: o custo dos componentes de controlo computadorizado teve de ser *subtraído* da qualidade óptica, para que o preço total do produto completo fosse acessível. Para um dado preço, se o dinheiro vai para um lado, não pode sobrar para outro.

Nem tudo é óptica

A estrutura mecânica que suporta o telescópio e permite apontá-lo na direcção pretendida chama-se *montagem*. Há dois tipos principais de montagens: as montagens *altazimutais* caracterizam-se por um eixo horizontal, que permite movimentos em altura (o telescópio move-se para cima ou para baixo) e um eixo vertical que permite movimentos em azimuth (o telescópio move-se para a esquerda ou para a direita); as montagens *equatoriais* são assim chamadas porque um dos seus eixos se orienta paralelamente ao eixo de rotação da Terra, permitindo seguir o movimento aparente de um astro; o outro eixo é perpendicular ao primeiro e chama-se eixo de declinação. A maior parte das montagens assenta sobre um *suporte*, que geralmente é um tripé e que tem a função de elevar a montagem a uma altura conveniente à observação.

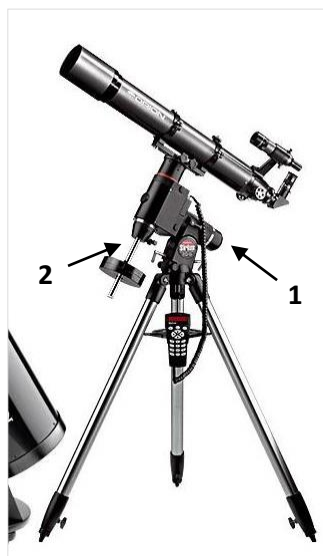


Fig. 3 - Telescópio refractor acromático, sobre montagem equatorial alemã: 1- eixo polar; 2- eixo de declinação. O eixo polar também é chamado eixo de ascensão recta. As montagens equatoriais robustas podem bastante ser pesadas.

Tipos de telescópios

Pensando nas principais variantes, existem 3 tipos principais de telescópios para a escolha de um primeiro telescópio: refractores, reflectores newtonianos (em montagem equatorial ou em montagem Dobson) e catadióptricos (principalmente Schmidt-Cassegrain e Maksutov-Cassegrain). Vamos considerar cada um deles.

Refractores

A óptica principal destes telescópios é totalmente feita com lentes. Estes instrumentos correspondem à ideia genérica inicial que as pessoas costumam ter quando imaginam um telescópio: a luz entra por uma ponta do tubo, onde está uma lente grande (a *objectiva*) e o observador espreita pelo lado contrário, através de uma outra lente mais pequena e mais ou menos elaborada (a *ocular*).

Os preços variam desde o muito baixo preço (e inerente baixa qualidade) dos exemplares à venda em grande superfícies, que pouco diferem do brinquedo frustrante, até modelos refinados que custam vários milhares de euros. Os refractores são bons telescópios de uso geral para observar a Lua e os planetas mais brilhantes (e grandes) como Júpiter e Saturno, assim como os enxames de estrelas mais exuberantes e os objectos do céu profundo extensos, como a nebulosa de Oriente e a galáxia de Andrómeda. Um modelo acromático de 102 mm de abertura pode custar 400 euros.

Uma limitação inerente aos refractores de baixo preço, e acromáticos, cuja objectiva é constituída por duas lentes, é a aberração cromática residual que se traduz na impossibilidade de focar simultaneamente a luz das diversas cores, pelo que o observador verá, em objectos brilhantes, um halo roxo ou púrpura que envolve o objecto observado. Isto acontece porque as lentes refractam a luz como um prisma dispersando-a segundo as diversas cores. O mesmo acontece quando a luz atravessa as lentes de um telescópio refractor.

À medida que os preços sobem termos acesso a maior abertura (lente objectiva de maior diâmetro) e óptica mais requintada, reduzindo a aberração cromática. Para preços anda maiores existem os refractores apocromáticos (Fig.4) que corrigem a aberração cromática para níveis indetectáveis e utilizam três lentes na constituição da objectiva, ou duas de vidros muito especiais e caros. Os refractores apocromáticos dão excelentes resultados tanto em observação visual como em astrofotografia de campo extenso, mas os preços disparam para valores acima dos 1500 euros apenas para um tubo óptico de 80 mm de abertura e mais de 2500 euros para 102mm de abertura (só o tubo óptico, sem incluir a montagem). Aberturas maiores terão preços fortemente crescentes, de forma desproporcionada com o aumento de abertura.

Telescópios reflectores newtonianos

Os telescópios newtonianos (Fig.1) utilizam como objectiva um espelho côncavo de diâmetro relativamente grande (chamando espelho primário). O primário fica na parte traseira do tubo, reflecte a luz do astro para um pequeno espelho plano inclinado (espelho secundário) e forma a imagem perto da boca do tubo, numa saída lateral, onde essa imagem pode ser observada por meio de uma ocular. O telescópio newtoniano típico utiliza uma montagem equatorial, que equilibra o peso do tubo por meio de um contrapeso.

Os telescópios deste tipo dão bons resultados por um preço aceitável, mas requerem alinhamento óptico (colimação) relativamente frequente, que o utilizador deverá aprender a fazer por si próprio. Telescópios newtonianos mais requintados, controlados por computadores podem dar bons resultados em astrofotografia. Pelo mesmo preço é possível comprar um reflector com cerca do triplo da abertura de um refractor acromático. Ou um reflector com cinco vezes a abertura de um apocromático (comparações feitas só para o tubo). Existem outros telescópios reflectores que excedem o âmbito deste artigo.

Telescópios de Dobson

Apesar da aparente diferença de nome, estes telescópios são newtonianos associados a uma montagem prática e funcional (Fig. 1), com movimentos em azimute. É um telescópio otimizado para observação visual com muitos seguidores por todo o mundo. A montagem é compacta e prescinde do tripé, pelo que fica directamente assente no chão, permitindo boa comodidade de uso. Por ser compacto, é possível ter um telescópio destes de 200 mm de diâmetro (cerca de 400 euros) relativamente transportável, e eventualmente um de 250 mm só transportável com persistência e optimismo.

Maiores diâmetros, até mais de 400 mm) exigem instalação fixa ou então uma grande força de vontade e uma viatura grande para o seu transporte. Por um dado preço, é nesta versão (telescópios dobsonianos) que se pode comprar a maior abertura. Alguns telescópios dobsonianos incluem um sistema de pontaria automática, controlada por computador, o que incrementa o seu preço em cerca de 300 euros.



Fig. 4 – Dois telescópios mais elaborados: 1- telescópio refractor apocromático, sobre montagem equatorial alemã; 2- telescópio Maksutov-Cassegrain, em montagem equatorial alemã (Guilherme de Almeida). Estes instrumentos não são normalmente escolhas para compras de principiantes, devido ao seu preço ou à especificidade do seu uso.

Catadióptricos

Com esta palavra de aparência estranha designam-se os telescópios que reúnem o conceito de superfície reflectora (catóptrica) refractora (dióptrica). Estes são telescópios compostos, partilhando algumas virtudes dos refractores e dos reflectores. A sua óptica principal contém espelhos e uma lente correctora, destinada a corrigir determinadas imperfeições das imagens, decorrentes dos seus tubos muito compactos. Na verdade um telescópio de Schmidt-Cassegrain (Fig. 1) é muito compacto, assemelhando-se a um "tubo gordo": tem menos de metade do comprimento do tubo de um newtoniano de igual abertura e menos de $\frac{1}{4}$ do comprimento de um refractor dessa mesma abertura. São os telescópios mais portáteis para uma dada abertura. O mais popular é o Schmidt-Cassegrain, mas também existe o Maksutov-Cassegrain (quase tão compacto como o Schmidt-Cassegrain) que difere do primeiro pela forma da sua lente correctora (Fig. 4). São telescópios versáteis, mas mais caros do que os newtonianos de igual abertura. Um Schmidt-Cassegrain de 6 polegadas (152 mm de abertura) custa cerca de 1500 euros, com montagem computadorizada. Devido à sua longa distância focal equivalente, estes telescópios têm geralmente campos menos extensos do que os newtonianos e os refractores apocromáticos, facilitando a observação da Lua e dos planetas..

Há outros catadióptricos mais especializados que excedem o âmbito deste artigo.

O tamanho e a portabilidade

Quando for comprar o seu primeiro telescópio será fácil ser contagiado pelo febre da abertura. O termo "Abertura" refere-se ao diâmetro da óptica principal do telescópio (diâmetro da lente objectiva num telescópio refractor ou do espelho primário num reflector. Mede-se geralmente em milímetros ou (em alguns mercados) em polegadas: 1 polegada=25,4 mm.

Quanto maior for a abertura, mais luz o telescópio capta e mais finos detalhes permite observar, desde que a qualidade óptica seja boa e a atmosfera esteja calma (este último requisito não é garantido e varia de noite para noite). Para ver objectos do céu profundo e desfrutar satisfatoriamente da observação dos objectos de Messier mais tênues, um telescópio de 200 mm de abertura é quase o mínimo desejável. Portanto, para ver mais e melhor, estará tentado a comprar a maior abertura que caiba no seu orçamento... excepto quando não couber ou não puder. Confuso? É que os telescópios de grande abertura trazem duas outras particularidades associadas: o peso e o tamanho. Antes de levar um telescópio, pense primeiro onde e como vai usá-lo, e ainda onde é que o vai arrumar em casa. Se mora num apartamento antigo no 5.º andar sem elevador, tentar transportar um telescópio grande e pesado não será sensato para si: será maior o incómodo que a satisfação. Um telescópio que o leva a ver os objectos mais tênues não servirá para nada se não o puder usar. Neste caso ficará mais feliz com um telescópio menor, que será muito mais portátil. Se pretende guardar o telescópio numa garagem e levá-lo em seguida no seu carro para o local de observação, já poderá utilizar um telescópio maior, desde que o seu carro tenha espaço para ele.

Acredite que muitos telescópios na vida real são maiores e mais pesados do que lhe pareceu na loja ou do que aparentam nas fotografias que vê na Internet. Se possível, antes de comprar veja o telescópio pessoalmente e tome-lhe o peso. Melhor ainda, vá a uma Astrofesta e observe *através* de vários telescópios, apercebendo-se também da sua envergadura e peso. Não hesite em fazer perguntas sobre facilidade de transporte e peso ao dono de cada telescópio que experimentar.

Ignore a amplificação

Os telescópios à venda em grandes superfícies destinam-se ao iniciante menos informado, que procura a qualidade associada ao baixo preço (coisa impossível) e se deixa deslumbrar por uma indicação impressionante de amplificação como "200x", ou até mesmo "400x", impressa na caixa do telescópio. Se vir um telescópio anunciado recorrendo a este "trunfo", siga o seu caminho e não o compre. A indicação da amplificação (a que alguns chamam incorrectamente *ampliação* ou *aumento*) é um truque de marketing usado nos telescópios de baixa qualidade, para caçar clientes menos informados. Convém saber que se pode montar uma ocular de "alta potência" (ou seja, de distância focal ridiculamente pequena como, por exemplo, 4 mm) e obter assim uma amplificação absurdamente elevada. Mas, *a não ser que* o telescópio tenha abertura suficiente e qualidade óptica boa para

suportar essa amplificação, o resultado será uma imagem difusa, sem nitidez e sem interesse. A ocular de "alta potência", que acompanha habitualmente esses telescópios, é em geral de qualidade muito má.

Uma regra simples consiste em admitir que a máxima amplificação praticável de um telescópio é de cerca de duas vezes a sua abertura indicada em milímetros. Por exemplo, para 60 mm de abertura não espere mais de 120x. Se a abertura estiver indicada em polegadas o que ainda sucede com alguns telescópios de origem inglesa ou norte-americana, nesse caso considere como amplificação máxima a abertura em polegadas multiplicada por 50, ou seja, 150x para uma abertura de 3 polegadas (abreviadamente indicada como 3").

Em telescópios grandes, a turbulência da atmosfera raramente permite ir além de 300x a 400x. Por isso, se o seu telescópio for de 10 polegadas (10"), não fique à espera de boas imagens com a amplificação de $10 \times 50 = 600x$ sempre garantida. E mesmo assim precisará de uma noite de atmosfera excepcionalmente calma para ir além das 300x com boas imagens.

Astrofotografia

Se deseja explorar o potencial da astrofotografia, há considerações adicionais a ter em conta no equipamento e nos acessórios que, de acordo com o ramo da astrofotografia desejado, deverá procurar. O livro "Fotografar o Céu – Manual de Astrofotografia" de Pedro Ré [2] dá todo o apoio necessário.

Conclusão

Idealmente, o leitor precisará de experimentar diferentes tipos e telescópios, sem os comprar, antes de tomar a decisão final. Para isso, nada melhor do que inscrever-se numa associação de astrónomos amadores e participar em encontros de observação e Astrofestas, onde poderá observar através de diferentes telescópios, ver se correspondem às suas expectativas, sem correr o risco de uma compra prematura e não acertada. Observe, compare e faça perguntas. A decisão irá aparecer. Um dos locais onde procurar telescópios novos, de vários tipos e níveis de preço, é este: <http://astrofoto.com.pt/>.

Existe também, é claro, o mercado de usados. Se funciona para automóveis e outros produtos, não há razão para não funcionar com telescópios. Um dos locais onde procurar telescópios usados de vários tipos é aqui: <http://astrofoto.com.pt/usadosPHP.htm>.

Notas

(1) A observação do Sol exige filtros construídos expressamente para esse fim (que são seguros e eficazes). Mas nunca recorra a improvisos. A não ser assim, observar o Sol é extremamente perigoso, podendo provocar danos irreversíveis na visão do observador desprevenido, incluindo a cegueira.

Referências

[1] - A Guilherme de Almeida — *Telescópios*, Plátano Editora, Lisboa, 2004.

ISBN: 978-972-770-233-6

Referência e sinopse em <http://www.platanoeditora.pt/index.php?q=C/BOOKSSHOW/15>

[2] - Pedro Ré — *Fotografar o Céu - Manual de Astrofotografia*, Plátano Editora, Lisboa, 2002.

ISBN: 978-972-707-345-0

Referência e sinopse em: <http://www.platanoeditora.pt/index.php?q=C/BOOKSSHOW/19>

REGISTO AUTOMÁTICO DE METEOROS (I)

TEMPLAR's, RO's, SOFIA (Fevereiro 2008 – Outubro 2014)

“Rede Meteorica Nacional”

Rui Gonçalves rui.goncalves(a)ipt.pt, Carlos Saraiva carlos.saraiva(a)netcabo.pt

Este artigo é uma descrição resumida dos sistemas vídeo de observação de meteoros que actualmente existem em funcionamento contínuo no nosso País. Estão em funcionamento desde Fevereiro de 2008, nos arredores de Tomar, Oeiras e Cascais. Os sistemas e alguns resultados obtidos foram já publicamente apresentados em diversas comunicações [1], [2] e [3]. Os sistemas actuais de registo são baseados no “binómio” *MetRec-Meteor II* (*software* e *hardware* [4]), existindo também dados obtidos por sistemas semelhantes, como sejam os baseados no *software UFOCapture* [5].

A observação de meteoros

A visualização de “estrelas cadentes” (nome popular atribuído aos meteoros) é um fenómeno conhecido e há muito relatado pelo Homem. Essas descrições são, regra geral, consequência da observação ocasional e extraordinária de *grandes chuvas de estrelas cadentes*. Várias destas “tempestades cósmicas” foram inclusive pictoricamente registadas, mas obviamente sem qualquer rigor geométrico e científico verdadeiramente representativo dos acontecimentos. Foi só nos séculos XVIII-XIX que o interesse científico por estes acontecimentos nos levou a um rápido e decisivo progresso na explicação e compreensão deste fenómeno celeste. Para isso, muito contribuíram as famosas chuvas meteoricas das *leónidas* [6]. No início todas as observações eram visuais, recorrendo-se à contagem e ao registo do traço luminoso em mapas estelares. Neste campo da actividade astronómica ainda hoje a observação visual tem um papel importante. Mas com a evolução tecnológica, a observação passou a ser efectuada por outros meios que não os nossos olhos, nomeadamente recorrendo ao registo fotográfico, rádio, radar e mais recentemente o vídeo. Todos estes meios de observação se complementam na descrição da interacção da Terra com os “seus vizinhos mais próximos” do sistema solar. A densidade espacial, a constituição físico-química e a dinâmica destas partículas pode assim ser determinada, permitindo-nos inferir a sua génese e origem, tal como obter uma melhorada descrição do espaço orbital do nosso planeta, o que permite realizar, entre outras coisas, previsões sobre as “periódicas chuvas anuais”.

A observação e registo de vídeo-meteoros

O registo vídeo de meteoros é um tipo de observação em franco desenvolvimento desde há 10 anos. No início e devido à fraca sensibilidade dos detectores, os sistemas eram complementados com dispendiosos intensificadores de imagem. Actualmente existem câmaras de vídeo (CCTV) equipadas com sensores ccd ultra sensíveis (LLLTV *Low Light Level TV*), por um preço muito inferior a qualquer bom intensificador de imagem. O desempenho destas câmaras LLLTV é quase tão bom como o dos sistemas intensificados, com a vantagem de possuírem uma maior dinâmica e de não sofrerem graves danos se expostas a luz excessiva, como acontece com os intensificadores.

A vantagem de registar meteoros com um sistema vídeo é, relativamente à observação visual, muito superior em vários aspectos. Como o meteoro é um fenómeno transitório (com duração média inferior a meio segundo) é só durante esse breve intervalo de tempo que a nossa retina é impressionada e a informação transmitida ao cérebro. Após a visualização do fenómeno temos de

recorrer à nossa memória para determinar a posição do traço luminoso no céu (o seu ponto inicial e final), a sua velocidade aparente, o seu brilho e curva de luz. De seguida temos de fazer o registo da nossa observação e retomar a observação do céu. Com tanta informação a reter em tão breve intervalo de tempo, é preciso muita experiência para que os registos visuais tenham alguma qualidade. O sistema vídeo, apesar de possuir uma sensibilidade inferior (ou semelhante) aos nossos olhos, constitui um registo permanente de grande qualidade geométrica (astrométrica) e também fotométrica. A sua sensibilidade e “atenção” não se alteram no decorrer da noite, ao contrário do que acontece com o observador humano, que não mantém sempre o mesmo nível de desempenho. No que diz respeito ao vídeo, convém aqui precisar que o termo empregue - vídeo - representa a observação com um detector vídeo. Na presente situação, os sinais vídeo originais são analógicos. Estes sinais são digitalizados num computador e são depois calculados vários parâmetros a cada detecção de um meteoro, tudo isto em tempo real.

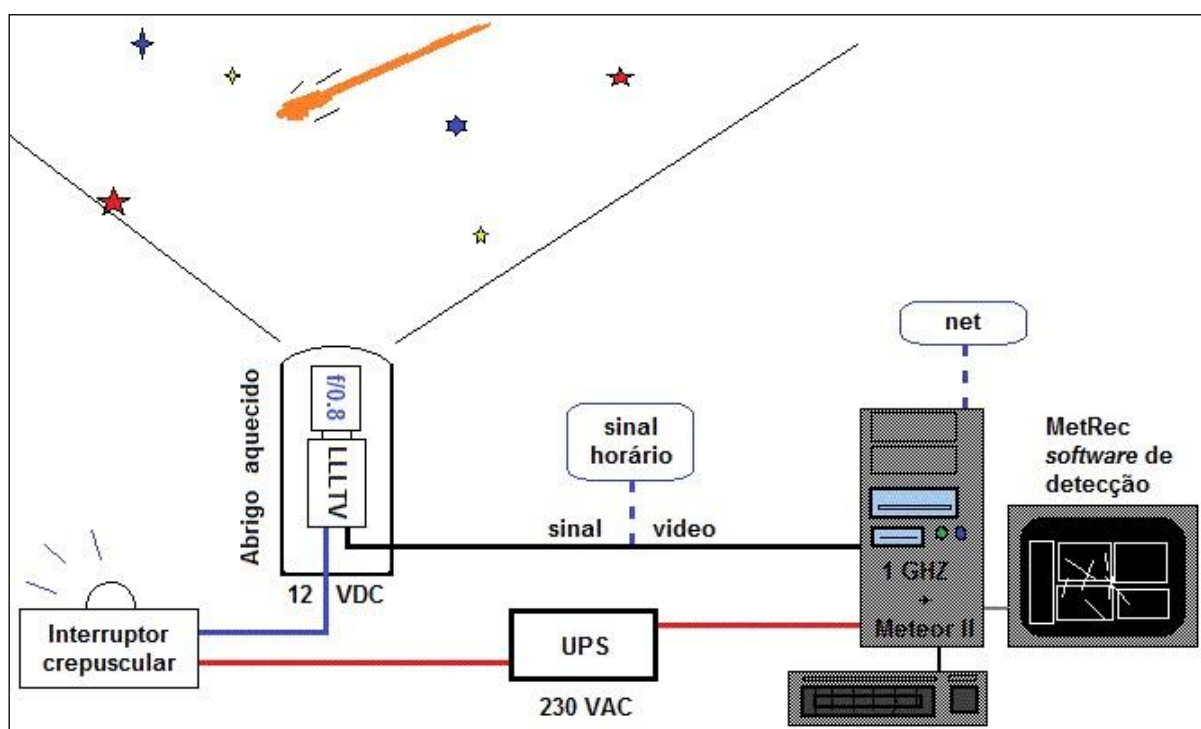


Figura 1 – Esquema de sistema de detecção e registo de meteoros.

Descrição do sistema vídeo para meteoros

Os sistemas que existem actualmente a funcionar em Portugal (em modo contínuo, todas as noites) é baseado no *software MetRec* (de Sirko Molau [4]), com a configuração esquematizada na figura 1. Funciona em conjunto com a placa digitalizadora de vídeo, *Meteor*¹ da Matrox (figura 2). O desempenho do conjunto é muito bom, embora existem basicamente “dois problemas com esta configuração”; 1º - o *software* corre em sistemas operativos *Windows XP*, *Windows 7* (ou anteriores em modo DOS), 2º - as placas *Meteor* já não se fabricam, mas ainda se encontram no mercado de equipamentos usados. Como são placas de alta qualidade e grande fiabilidade, esta única e actual via de aquisição não representa qualquer desvantagem. O preço actual é da ordem de 150-300 €.

¹ O *software MetRec* funciona com as placas *Meteor I*, *II*, *II-MC* e *Corona*. O nome da placa digitalizadora, *Meteor*, é pura coincidência.



Figura 2 – Placa *Matrox MeteorII*.

Os detectores vídeo são constituídos por câmaras LLLTV da *Mintron* (modelos 12V6HC-EX e 12V1C-EX) e da *Watec* (modelos 902H e 902H2 Supreme e Ultimate) - figura 3. São câmaras equipadas com sensor a preto e branco de formato 1/2" (6.4 por 4.8 mm) e elevada sensibilidade, da ordem dos 0.001-0.0001 lux, no espectro visível e infravermelho próximo. Os modelos da *Mintron* são famosos por permitem a integração de imagens (soma de fotogramas até um máximo de 2.56 s, 128×). Para o registo de meteoros a integração usada é de 2× (o que permite obter 25 img/s). Os modelos *Watec* são equipados com o mesmo sensor ccd, com a vantagem de terem apenas metade do tamanho das *Mintron*. O preço de todos estes modelos é actualmente da ordem dos 200-300 €.



Figura 3 – CCTV *Watec 902H* com objectiva *Panasonic* de 12mm f/0.8

As objectivas empregues são objectivas para CCTV, das marcas *Computar* e *Panasonic*, para o formato 1/2" - figura 3. São objectivas asféricas da linha ultra-luminosa (aberturas relativas menores que a unidade). Os modelos em funcionamento são; *Computar* 3.8, 6, 8 e 12 mm de distância focal ($f/0.8$) e *Panasonic* de 6 mm ($f/0.75$) e 12 mm ($f/0.8$). Os campos registados por estas objectivas, no formato 1/2", são de $89.2^{\circ} \times 68.6^{\circ}$ (3.8 mm), $56.7^{\circ} \times 43.4^{\circ}$ (6 mm), $44.9^{\circ} \times 34.0^{\circ}$ (8 mm) e $31.2^{\circ} \times 23.6^{\circ}$ (12 mm). Infelizmente estas objectivas ultra-luminosas (*Computar*, *Panasonic*, *Pentax-Cosmicar*, etc) já não se fabricam e só no mercado de material usado se podem ainda encontrar alguns exemplares a preços na ordem dos 100 €. Devido à dificuldade em encontrar estas objectivas ultra-luminosas, alguns colegas usam relações focais mais "normais" como $f/1.4$ ou $f/1.2$. Estas últimas objectivas conseguem já um desempenho semelhante às rápidas asféricas, pois as recentes objectivas têm melhores transmissões ópticas nas suas lentes, comparativamente às antigas asféricas.

O sistema vídeo de detecção (LLLTV e objectiva) necessita de protecção contra os elementos atmosféricos. Essa protecção é fornecida por um abrigo, que deve estar solidamente fixado (figura 4). A típica caixa-abrigo para CCTV que se encontra à venda no mercado é suficiente, e tem a vantagem de já possuir um sistema de aquecimento da janela óptica. Para além de evitar a formação de gelo nos dias mais frios, faz rapidamente evaporar as gotas de chuva da janela óptica, após uma chuvada. Pode-se ainda adicionar uma protecção térmica e de radiação solar, para evitar o aquecimento excessivo nos quentes dias de verão (existem também abrigos CCTV com sistemas de arrefecimento). O abrigo deve ser instalado de modo a maximizar o céu coberto, evitando tanto quanto possível, a incidência de luzes directas e minimizando obstáculos. A distância entre o abrigo CCTV e o computador deve ser a menor possível. O sinal vídeo analógico é transmitido por um cabo coaxial, da CCTV para a placa *Meteor* instalado no computador, onde o sinal é digitalizado e analisado pelo *MetRec*.



Figura 4 – Caixa CCTV do sistema RO3 na sua localização actual.

Os sistemas em funcionamento

Os nossos sistemas que funcionam em modo continuado, todas as noites, estão sumariamente descritos na tabela 1. Os sistemas denominados TEMPLAR pertencem a RG e estão localizados nos arredores de Tomar (cidade sede da Ordem dos Templários), os sistemas denominados RO e SOFIA pertencem a CS e estão localizados em Carnaxide (Oeiras).

A poluição luminosa na região de Tomar é substancialmente menor que em Carnaxide, daí a diferente magnitude limite estelar atingida pelos diferentes sistemas (em sistemas com objectivas equivalentes).

Tabela 1 – Parâmetros dos sistemas de detecção e registo de meteoros com o *MetRec*.

(M – Mintron , W – Watec)

Designação	Equipamento	Cobertura	Funcionamento	Mag.Lim.
TEMPLAR 1	M + 6 mm f/0.8	Zenital	Fev. 2008-	5,3
TEMPLAR 2	M + 6 mm f/0.8	Equador celeste sul	Dez. 2008-	5,0
TEMPLAR 3	W + 8 mm f/0.8	Noroeste a 40° alt.	Jul. 2011-	4,3
TEMPLAR 4	M + 3,8 mm f/0.8	Oeste a 45° alt.	Ago. 2012-	3,0
TEMPLAR 5	M + 6 mm f/0.75	Este a 25° alt.	Dez. 2013-	5,0
RO 1	W + 6 mm f/0.75	Sul a 50° alt.	Jun. 2011-	3,7
RO 2	W + 6 mm f/0.75	Norte a 40° alt.	Jun. 2011-	3,8
RO 3	M + 12 mm f/0.8	NE a 40° alt.	Jan. 2014-	5,2
SOFIA	W + 12 mm f/0.8	Sul a 30° alt.	Nov. 2011-	5,3

Cada sistema é composto pelo equipamento de detecção (instalado no exterior na caixa CCTV) e por um computador (≈ 1 GHz CPU) onde é feita a digitalização da imagem vídeo em tempo real (nas placas *Matrox Meteor II*). A imagem digital é analisada pelo *software MetRec* à taxa de 25 imagens por segundo (na TEMPLAR3 é de 30 img/s). Nos casos em que não é possível ter acesso à internet para calibrar o registo temporal dos fenómenos (exactidão ao décimo de segundo ou melhor) através de programas *freeware* tais como o *Timememo* ou o *Dimension4*, torna-se necessário o uso de um relógio com ligação rádio a um emissor horário. Costumamos usar o DCF77, localizado em Frankfurt, Alemanha, que emite o tempo atómico na frequência dos 77,5 kHz durante as 24 horas. Também é possível sintonizar RUGBI (UK) nos 60 kHz mas com maior dificuldade. É fácil adquirir um destes módulo/relógio com ligação ao PC via RS232 ou USB com o respectivo *software* de comunicação, por preços abaixo dos 50 euros (figura 5).



Figura 5 – Relógio DCF77 com tomada RS232.

A cada detecção do *MetRec*, este calcula vários parâmetros, como sejam a posição astrométrica, a velocidade aparente, a fotometria e atribui uma origem (radiante) se for caso disso, ao meteoro. Arquiva uma imagem somada do meteoro e um pequeno filme do mesmo, assim como um ficheiro com a sua astrometria e fotometria. Actualiza a cada detecção um ficheiro geral (log) da sessão em curso, que decorre usualmente entre o crepúsculo náutico da tarde e da madrugada. As sessões de registo podem ser sucessivas, com o computador e *software* a reiniciar e a finalizar automaticamente cada uma delas. O ligar e desligar do detector também pode ser automático com um sensor/interruptor de luz crepuscular ou um temporizador. Os dados de cada sessão necessitam de ser pós processados manualmente (PostProc), para eliminação de falsas detecções (de insectos, aves nocturnas, nuvens, etc) e directamente descarregados para a base de dados vídeo da IMO.

Para terminar apraz-nos informar que o colega Rui Goulart Marques colocou recentemente em funcionamento o seu sistema RAN1, localizado em Rana - Parede (Cascais) e tem em fase de instalação/experimentação outro sistema em Cabeção (Mora). Os seus dados da RAN1, em grande quantidade e rigor de registo estão já a integrar a rede vídeo da IMO.

Nos próximos artigos daremos continuação à descrição dos nossos inúmeros registos e resultados obtidos.

[1] “Detecção Automática de Meteoros: o MetRec”, Rui Gonçalves - 7º Encontro de Astrónomos Amadores – A.P.A.A. - Colégio Militar - Lisboa - 19 de Abril de 2008

[2] “Detecção Automática de Meteoros”, Rui M. D. Gonçalves, I Congresso Internacional de Astronomia dos Açores, Ponta Delgada - São Miguel - 2 a 4 de Abril de 2009

[3] “Asteróides, Meteoróides, Meteoros e Meteoritos (uma vasta família)”, Rui Gonçalves e Carlos Saraiva, Astrofesta 2013 C.C.V. do Lousal - 20ª edição 9 - 11 Agosto 2013

[4] *MetRec* - <http://www.metrec.org/>

[5] *UFO – SonotaCo* - http://sonotaco.com/e_index.html

SOBRE A DISTÂNCIA FOCAL VARIÁVEL DOS TELESCÓPIOS CASSEGRAIN DE ESPELHOS MÓVEIS

Guilherme de Almeida
g.almeida(a)vizzavi.pt



A distância focal dos telescópios Cassegrain e dos seus derivados catadióptricos é *variável* desde que a focagem se faça por movimento do espelho primário ou do secundário e esse impacto é muito maior que por vezes se imagina. Neste artigo mostraremos o caso concreto de um telescópio típico desta gama. Os procedimentos são aplicáveis a qualquer outro Cassegrain de espelhos móveis.

Funcionamento essencial dos telescópios de Cassegrain e seus derivados

Todas as variantes dos telescópios de Cassegrain se baseiam num sistema óptico principal constituído por dois espelhos: um espelho secundário convexo e um primário côncavo (perfurado no centro para permitir a passagem da luz recebida do secundário).

No chamado Cassegrain clássico (invenção atribuída a Laurent Cassegrain em 1672), o primário é parabolóide e o secundário hiperbolóide, duas formas conjugadas que eliminam a aberração de esfericidade e a coma no centro do campo. Existem outras variantes mais recentes, com espelhos de curvaturas de tipo diferente, como o Rithchey-Chrétien, o Dall-Kirkham e o Pressman-Carmichael. Existem ainda derivados catadióptricos do Cassegrain, como os Maksutov-Cassegrain e os Schmidt-Cassegrain que simplificam a curvatura dos espelhos, são mais compactos e acrescentam lentes correctoras. Porém, a potência óptica desses correctores é muito pequena pelo que, para as finalidades deste artigo, podemos limitar-nos aos seus espelhos. Portanto, este artigo é válido para todos os Cassegrains e seus derivados catadióptricos, desde que a focagem se faça por deslocamento de *um* dos espelhos (ver nota final 1).

A distância focal efectiva, f_{efectiva} , (que para simplificar designaremos por f) de um sistema de dois espelhos, de distâncias focais f_1 e f_2 , com os seus vértices separados pela distância d é dada por

$$f = \frac{f_1 \times f_2}{f_1 + f_2 - d}.$$

No caso em questão, considerando-se o primário como espelho 1 e o secundário como espelho 2, será, de acordo com as convenções da óptica geométrica, $f_1 > 0$, $f_2 < 0$ e $d > 0$. Os valores numéricos correspondentes a f_1 , f_2 e d , para um dado caso particular, podem ser introduzidos directamente na expressão anterior, com os respectivos sinais. Como neste caso queremos uma apreciação de carácter geral, sem concretizar números, vamos inserir os referidos sinais algébricos logo à partida, obtendo:

$$f = \frac{f_1 \times (-f_2)}{f_1 - f_2 - d}$$

Equação (1).

Colocados os sinais à partida, os valores de f_1 e f_2 da equação 1 passam daqui em diante a ser entendidos como *valores absolutos*. Veja-se desde já ver que o numerador do 2.º membro da equação 1 ($-f_1 f_2$) é negativo.

Dado que o numerador da **equação 1** é negativo, podemos ver que a condição de convergência do Cassegrain ($f > 0$) implica que o denominador também seja negativo. Tal critério é alcançado quando

$$f_1 - f_2 - d < 0, \text{ ou seja, } d > f_1 - f_2$$

Equação (2).

A condição expressa na equação 2 pode também ser obtida através da **figura 1**, que mostra alguns elementos geométricos dos telescópios de Cassegrain, onde podemos ver que, em termos absolutos, $d + f_2 > f_1$, ou seja, $0 > f_1 - f_2 - d$.

Para um dado conjunto "primário + secundário" (e estando assegurada a condição da **equação 2**), a **equação 1** mostra-nos imediatamente que à medida que a separação d diminui (primário a avançar no sentido do secundário), a distância focal equivalente do sistema *umenta*. No limite, se d se tornasse igual a $f_1 - f_2$, o denominador anular-se-ia: teríamos um *sistema afocal*, ou seja, com uma distância focal infinitamente grande (F_1 coincidiria com F_2). Nesse caso (pressupondo a observação de uma estrela), os raios luminosos que vão do secundário para o porta-oculares seriam paralelos entre si. Por isso, nenhum telescópio de Cassegrain deverá ter amplitude de focagem tão grande.

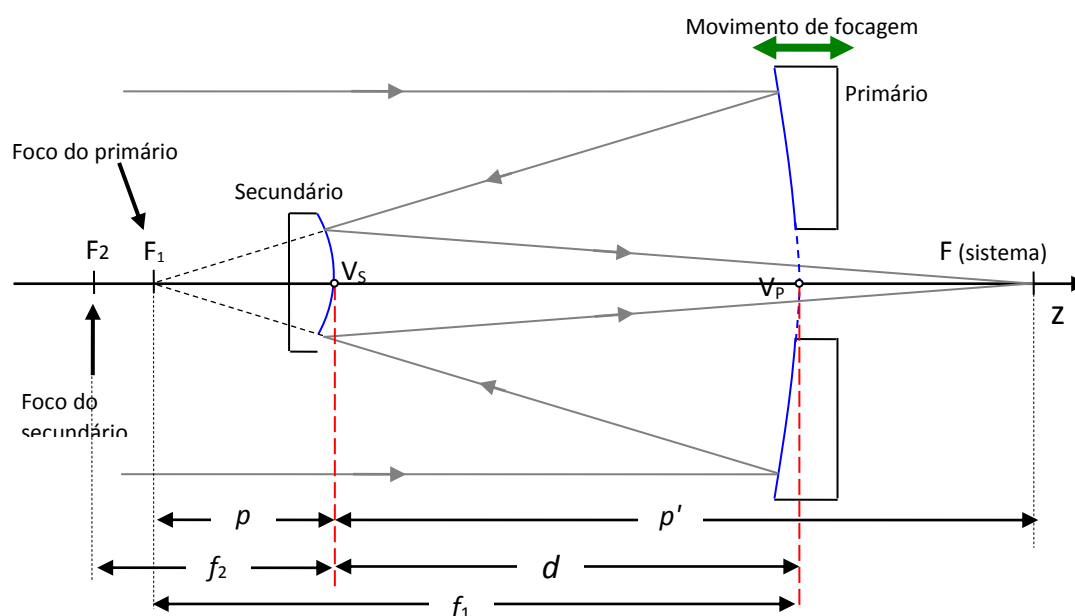


Fig. 1– Elementos geométricos de um telescópio de Cassegrain. A amplificação do secundário, A (neste exemplo $A=4x$), é igual ao quociente p'/p . Os vértices dos espelhos primário e secundário, designados respectivamente V_1 e V_2 estão separados pela distância d , variável quando a focagem se faz por deslocamento de um dos espelhos. (Esquema de Guilherme de Almeida, 2014).

Pelas razões apontadas, a distância focal nativa dos sistemas Cassegrain não é directamente mensurável estendendo uma fita métrica, como sucede num telescópio refractor ou num newtoniano. Nos sistemas Cassegrain, aqui considerados, a distância focal do primário, f_1 é multiplicada pelo quociente $p'/p=A$ (amplificação do secundário), para dar a distância focal efectiva do sistema (f), que é bastante maior do que a distância focal do primário e é, além disso *variável* com a distância d entre os dois espelhos, ou seja

$$f = f_1 \frac{p'}{p} = f_1 A, \quad \text{sendo } A \text{ variável com } d. \text{ Daí a razão deste artigo.}$$

NOTA: Dado que a distância d (**Fig 1**) não é acessível exteriormente, nem é prática de medir, verificaremos a distância focal como função da distância x , explicitada na Fig. 4.

Fundamento teórico das medições efectuadas

O movimento aparente da esfera celeste e a declinação

A esfera celeste roda (aparentemente como sabemos) uma volta completa em 23 h 56 min 4,1 s, ou seja 86164,1 s. Este intervalo de tempo é chamado *dia sideral* e corresponde a 24 h siderais exactas. O relógio que trazemos no pulso, e os cronómetros habitualmente disponíveis, cronometram em tempo solar médio (ver nota final **2**), o tempo que marcam os relógios normais. No entanto, para tempos curtos, como os que aqui serão referidos, a diferença (tempo sideral *versus* tempo solar médio) é desprezável: 9,83 s por hora, ou 0,163 s por cada minuto (1 s de tempo solar médio=1,0027378...s de tempo sideral). Se quisermos simplificar, podemos saltar esta pequena diferença relativa, considerando o tempo solar médio como se fosse tempo sideral. Mas aqui o nosso objectivo é o rigor, pelo que vamos ser cuidadosos e não cair nessa tentação.

Quando apontamos um telescópio para uma estrela e o imobilizamos nessa posição, veremos a estrela a desfilar no campo do telescópio até desaparecer no bordo oeste desse campo. Quanto menor for o diafragma de campo da ocular e maior a distância focal do telescópio, *menor* o tempo da travessia diametral do campo de observação.

O deslocamento *angular* θ de uma estrela no céu corresponde (**Fig. 2**) a um deslocamento *linear* s no plano focal do telescópio com distância focal equivalente f , tal que

$$\theta = \frac{57,296 \text{ s}}{f}, \quad \text{Equação (3).}$$

onde s e f se exprimem na mesma unidade, usualmente em milímetros, θ é o deslocamento angular em graus e 57,296 é o factor arredondado de conversão de radianos para graus (o factor exacto é $180/\pi$).

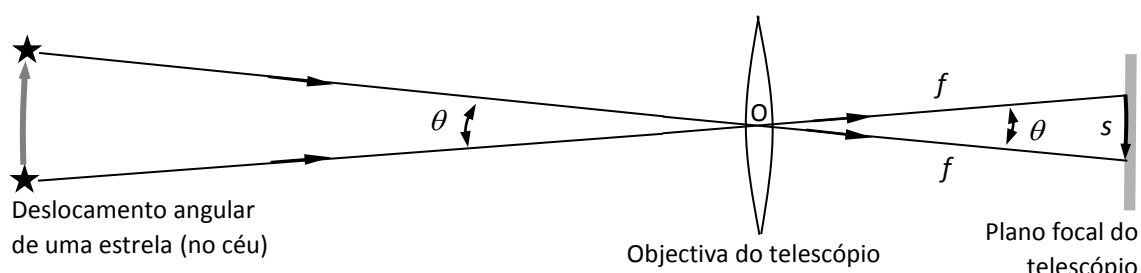


Fig. 2– Ilustração explicativa da relação entre s , f e θ . O ângulo θ é geralmente inferior a 1° . O telescópio, aqui esquematizado como refractor simplificado, pode ser de qualquer tipo (refractor, reflector ou mesmo catadióptrico). Em sistemas compostos f designa a distância focal equivalente (esquema de Guilherme de Almeida, 2014).

No intervalo de tempo correspondente a um dia sideral (que arredondaremos para 84164 s), uma estrela no equador celeste (declinação 0°) efectua no céu um percurso aparente de 360° . Ou seja, desloca-se aparentemente no céu à taxa de 360° por cada 84164 s. Se designarmos por t o tempo que a estrela demora a atravessar uma distância conhecida s (no plano focal do telescópio), é válida a relação

$$\frac{360^\circ}{84164} = \frac{\theta}{t} \text{ e para o caso de uma estrela de declinação } \delta, \text{ será } \frac{360^\circ \cos \delta}{84164} = \frac{\theta}{t} \quad \text{Equação (4)}$$

Esta última expressão mostra que a velocidade de arrastamento ω é máxima para $\delta=0^\circ$ e anula-se para $\delta=+90^\circ$ e $\delta=-90^\circ$. Por exemplo, para $\delta=60^\circ$ a velocidade com que uma estrela percorre o campo do telescópio será metade da que é para estrelas no equador celeste, dado que $\cos 60^\circ=0,5$. Ou seja, demorará o *dobro* do tempo a percorrer igual distância no plano focal do telescópio.

Fundamento do cálculo

Explicitando o valor de θ da **equação 4** e igualando-o ao 2.º membro da **equação 3**, obtemos a expressão que nos interessa:

$$\theta = \frac{360 t \cos \delta}{84164} \quad \text{e} \quad \theta = \frac{57,296 s}{f}, \text{ portanto } \frac{360 t \cos \delta}{84164} = \frac{57,296 s}{f} \text{ e consequentemente}$$

$$f = \frac{84164 \times 57,296 s}{360 t \cos \delta} \text{ que, operando as partes numéricas, fica } f = \frac{13713,48 s}{t \cos \delta} \quad \text{Equação (5).}$$

Esta é a expressão procurada. Conhecendo a distância s , o tempo t e a declinação δ calcula-se facilmente a distância focal equivalente do telescópio, f .

Note-se que não é preciso ser muito "picuinhas" com a escolha de uma estrela com declinação *exactamente* nula se quisermos simplificar os cálculos fazendo $\cos 0^\circ = 1,00000$. Na vizinhança de 0° , a função co-seno pouco difere da unidade. Por exemplo, $\cos 3^\circ=0,99939$, valor muito

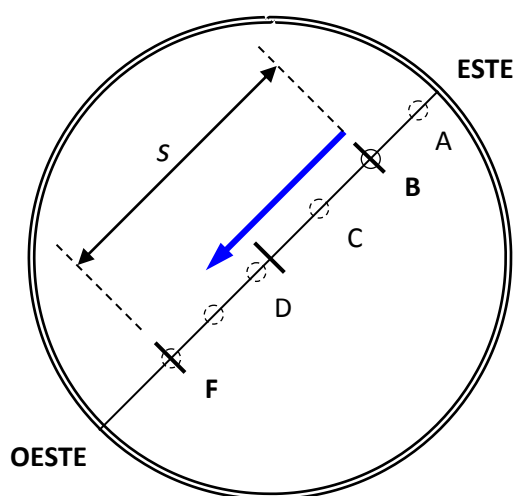
próximo de 1; e $\cos 5^\circ$ ainda vale 0,99619 (arredondados a cinco decimais). Mas nada impede que se utilize uma estrela de declinação significativamente diferente de 0° , inserindo na equação 5 o co-seno da respectiva declinação (positiva ou negativa).

Procedimento utilizado nas medições

Para a materializar distância s poderia utilizar-se o diâmetro do diafragma de campo de uma dada ocular, mas os instantes de início e fim da travessia diametral são imprecisos se se usar esse procedimento. É preferível utilizar um segmento de recta de comprimento conhecido, já colocado no plano focal da ocular. Essa finalidade realiza-se facilmente com uma ocular já tenha um retículo graduado. Por exemplo, a ocular astrométrica *Meade* possui., na direcção de um dos diâmetros do seu retículo, um segmento de 6,00 mm de comprimento, finamente gravado. E o retículo é iluminado, com intensidade variável, para melhor visibilidade.

Orienta-se a direcção do segmento em questão na direcção este-oeste do campo do telescópio, o que é fácil de fazer rodando a ocular e providenciando de modo que, com o telescópio imóvel e com a estrela escolhida no centro do campo, a estrela desfile paralelamente ao segmento. Assim, orienta-se o segmento e define-se logo qual é a *extremidade oeste* desse segmento: é aquela para onde a estrela se dirige, no seu movimento aparente observado no campo da ocular.

Coloca-se a estrela junto ao bordo este do campo da ocular (**Fig 3**), por exemplo na posição A. Com o telescópio agora imóvel deixa-se a estrela desfilar sobre o diâmetro indicado (ou



paralelamente a esse diâmetro mas muito próxima dele). Quando a estrela chega a A acciona-se o cronómetro, ou o relógio de pulso, se ele tiver a função cronómetro. Confirmando que a estrela desfila sobre o traço, passando sucessivamente por B, D, D, E, etc., acompanha-se o seu movimento e pára-se o cronómetro quando a estrela chega a F (ver nota final 3).

Fig. 3– Movimento de uma estrela sobre o retículo da ocular, percorrendo um segmento BF de comprimento conhecido (s). A orientação da imagem depende da configuração do telescópio, uso de espelho diagonal, etc., pelo que a orientação mostrada e apenas um exemplo. (esquema de Guilherme de Almeida, 2014).

Se o leitor não tiver uma ocular com retículo graduado pode improvisar um segmento de comprimento *bem* conhecido, colocado no diafragma de campo da ocular (para que seja visto bem nítido) e alinhado ao longo de um dos diâmetros desse campo.

O telescópio utilizado nas medições que são objecto deste artigo foi um Maksutov-Cassegrain *Intes-Micro Alter M715DX*, de 180 mm de abertura, nominalmente $f/15$.

Por comodidade, utilizei a estrela δ Orionis (*Mintaka*) de magnitude 2,2 e declinação $-17^{\circ} 57'$ ($-0,29917^{\circ}$), sendo neste caso $\cos \delta = 0,999986$ (arredondado a 6 decimais). Utilizei inicialmente uma distância x de 117 mm (**figura 4**). Repeti as medições cinco vezes e obtive a média dos tempos de travessia do referido segmento de 6 mm. A média desses tempos, t , foi 30,63 s (ver nota final **4**). Utilizando a equação 5 com os dados das medições e $s=6,00$ mm, obteve-se

$$f = \frac{13713,48 \times 6}{30,63 \times \cos 0^{\circ}} = 2686 \text{ mm, que para a abertura } D=180 \text{ mm dá } f/D=14,9.$$

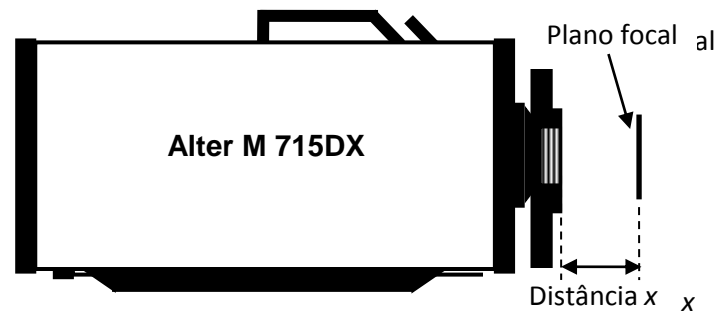


Fig. 4– Representação do tubo óptico (OTA) do telescópio utilizado nestas medições, evidenciando-se a distância x mencionada no texto, que é medida a partir da extremidade da rosca traseira de montagem de acessórios até ao plano focal (esquema de Guilherme de Almeida, 2014).

Repetiu-se o mesmo procedimento e metodologia para mais três valores da distância x , de 50 mm, 168 mm e 243 mm, acordo com os anéis e acessórios de afastamento disponíveis (x é a distância ilustrada na figura 4).

A **figura 5** ilustra, em esquemas sucessivos, o impacto do movimento do primário face ao movimento do plano focal: Como se pode ver nitidamente, à medida que o espelho primário avança e se aproxima do secundário, o plano focal recua consideravelmente (valor de x a crescer).

Seguidamente os valores experimentais de f para cada um dos quatro valores de x foram introduzidos numa folha de cálculo (*Excel*) e marcados num gráfico $y(x)$, onde y representa a distância focal equivalente (**figura 6**). Como a representação é linear e, com base nos quatro pontos do gráfico obteve-se a recta de melhor ajuste aos pontos experimentais, o que permitiu, com base na equação de tal recta, obter os valores de f para quaisquer outros valores de x , diferentes dos quatro valores experimentais. Como se observa na referida **figura 6**, a distância focal efectiva (f) do Cassegrain aumenta significativamente, com o recuo do plano focal.

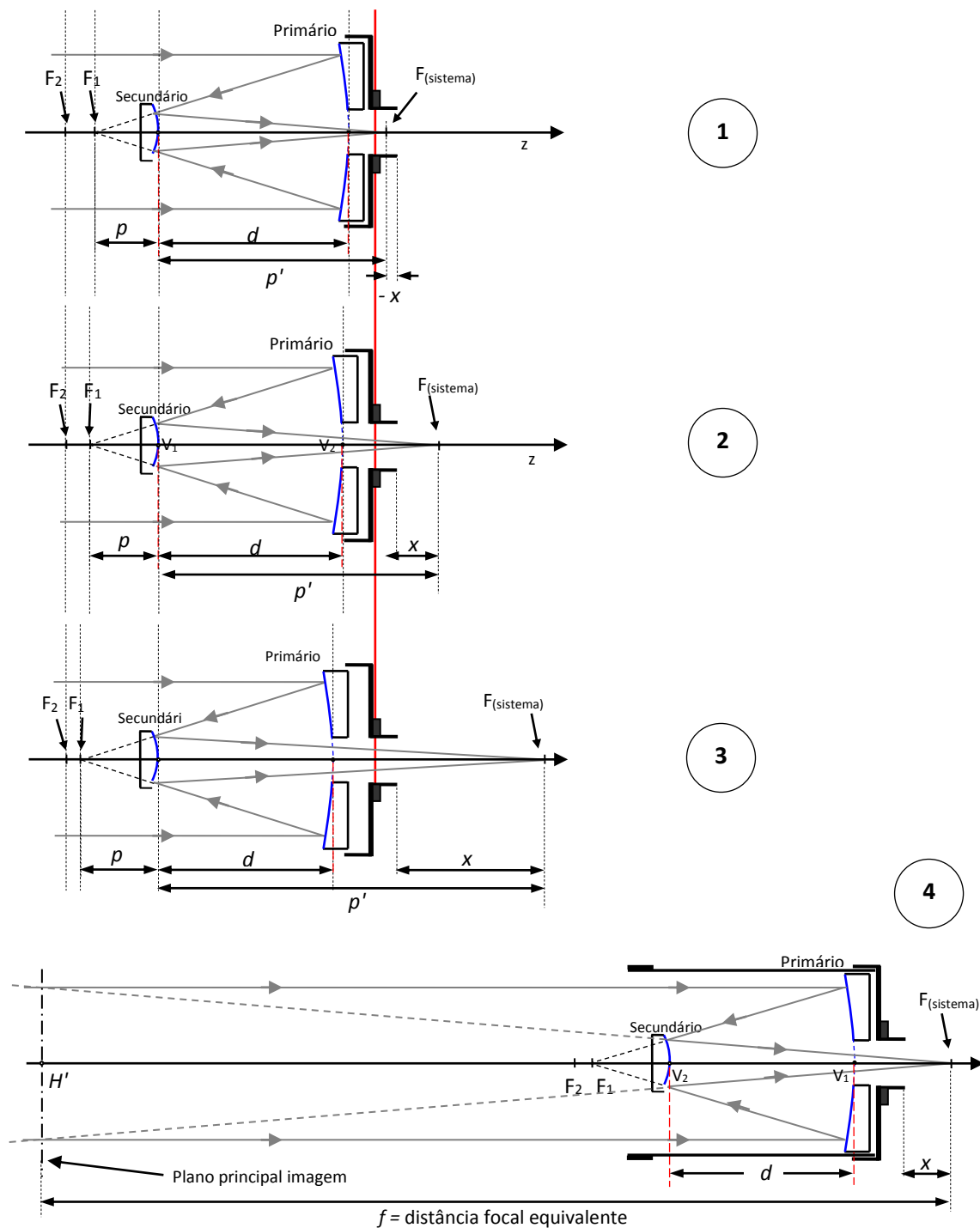


Fig. 5– Num telescópio Cassegrain, a distância x varia com a separação d entre os vértices dos espelhos primário e secundário: **1**- espelhos muito afastados (o foco do sistema fica demasiado dentro do tubo); **2**- fazendo avançar o primário, x aumenta e o factor amplificador do secundário ($A=p'/p$) será maior; **3**- avançando ainda mais o primário o foco fica mais afastado da rosca traseira. No esquema **4** compara-se a distância focal equivalente de um Cassegrain com o comprimento do seu tubo e com a distância focal do primário (V_1F_1). (esquemas de Guilherme de Almeida, 2014).

VARIAÇÃO DA DISTÂNCIA FOCAL EQUIVALENTE DE UM TELESCÓPIO MAKUTOV-CASSEGRAIN, EM FUNÇÃO DA DISTÂNCIA (X) ENTRE A EXTREMIDADE DA ROSCA TRASEIRA E O PLANO FOCAL

Por Guilherme de Almeida

Valores		Medidos	
x/mm	f/mm		
50	2449,32		
117	2686,35		
168	2804,67		
243	3202,96		

Valores por regressão	
x/mm	y = f/mm
10	2281,92
20	2321,25
30	2360,57
40	2399,90
50	2439,22
60	2478,54
70	2517,87
80	2557,19
90	2596,52
100	2635,84
110	2675,16
120	2714,49
130	2753,81
140	2793,14
150	2832,46
160	2871,78
170	2911,11
180	2950,43
190	2989,76
200	3029,08
210	3068,40
220	3107,73
230	3147,05
240	3186,38

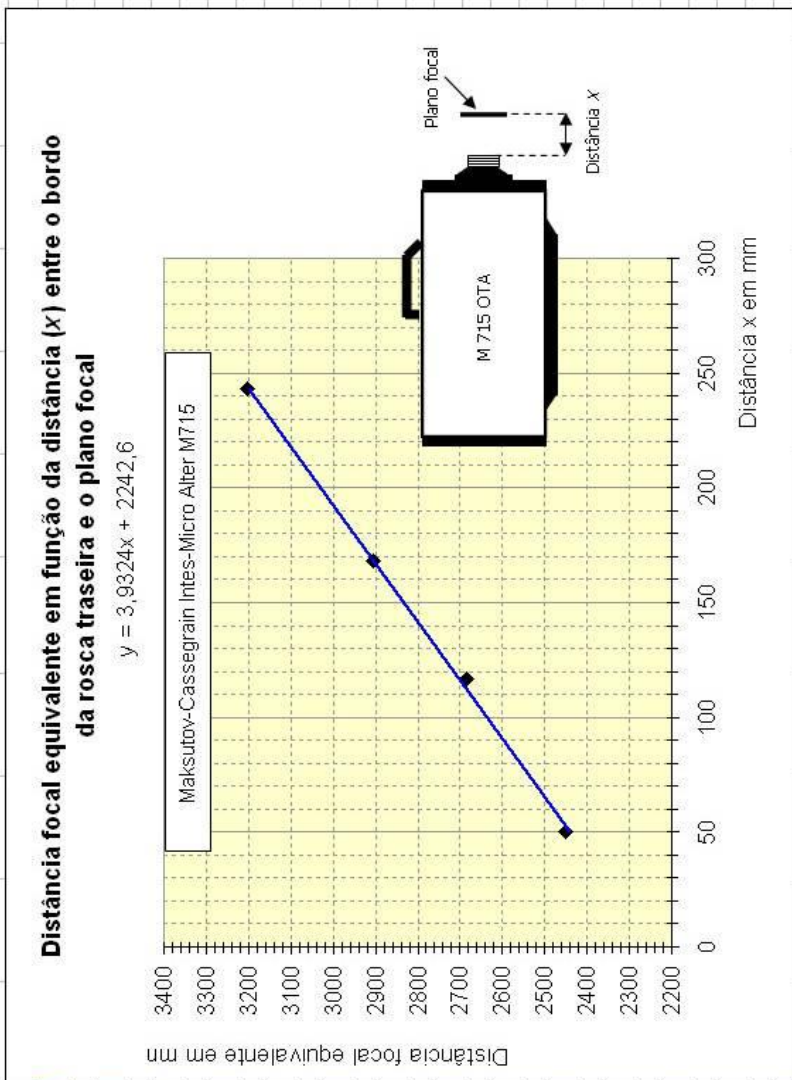


Fig. 6– Imagem da folha de cálculo referida no texto. Por regressão, podemos ver que a distância focal nominal de 2700 mm (correspondente a $f/15$) é obtida apenas quando $x \approx 115$ mm. Para valores de x consideravelmente maiores ou menores, a relação focal afasta-se consideravelmente deste valor $f/15$ (figura e folha de cálculo por Guilherme de Almeida).

Conclusão

A distância focal efectiva (f) de um telescópio de Cassegrain de espelhos móveis cresce consideravelmente com uma pequena aproximação entre os espelhos (ver nota final 5). Mas, note-se, f cresce ainda mais do que o recuo do plano focal. De facto, para $x=243$ mm obteve-se $f=3202$ mm, correspondendo já a $f/17,8$, consideravelmente acima do valor nominal $f/15$; este resultado mostra a grande variação de f com a distância x , *muito além* do acréscimo observado no valor de x entre duas situações sucessivas. Para que isso fique claro, quando x aumenta de 50 mm para 243 mm ($\Delta x=243-50=193$ mm), f aumenta de 2439 mm para 3202 mm ($\Delta f=3202-2439=763$ mm).

No esquema 4 da referida figura 5, podemos ver ainda que o aumento da distância focal equivalente, face à distância focal (f_1) do primário é dramático. Note-se que a $f_{\text{equivalente}}$ (ou f do sistema) mede-se entre o plano principal-imagem (definido pelo cruzamento do prolongamento "para trás" dos raios luminosos que vão do secundário para o foco do sistema com os raios luminosos de entrada. Do ponto de vista da dimensão das imagens formadas no plano focal, tudo se passa como se estivesse uma objectiva de refractor posicionada com o seu centro em H' (ponto principal-imagem do sistema), com o respectivo foco em F (foco do sistema). A distância focal efectiva é *maior* do que a soma dos percursos da luz dentro do tubo: primário→secundário + secundário→plano focal.

Notas

(1)- Este artigo é igualmente válido para os telescópios de Cassegrain em que a focagem se faça por deslocamento do secundário, pois um deslocamento Δz do primário, no sentido do astro, é equivalente a um deslocamento Δz do secundário no sentido do primário: ambos se traduzem numa *aproximação* de módulo Δz entre os dois espelhos.

(2)- Um dia solar médio vale $24 \times 60 \times 60 \text{ s} = 86400 \text{ s}$.

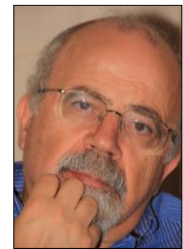
(3)- A principal fonte de erro é a incerteza nos instantes em que se liga e desliga o cronómetro. Não pelo atraso temporal em relação ao instante correcto, que não introduziria erro se fosse o mesmo atraso no acto de ligar e de desligar, mas sim pela desigualdade entre esses dois atrasos, originando uma diferença não nula. Numa cronometragem de 30 s, uma incerteza de 0,05 s impõe um erro relativo $e_r \approx 0,17\%$ na distância focal. A desigualdade da refacção atmosférica com a altura do astro não constitui aqui fonte de erro significativo, pois o intervalo temporal da medição é muito pequeno (da ordem de escassas dezenas de segundos), sendo irrelevante a variação da altura do astro nesse intervalo de tempo. Obviamente nunca se deverá escolher uma estrela demasiado próxima do horizonte.

(4)- Não podemos ter a pretensão de medir com um cronómetro tempos com rigor ao centésimo de segundo. Estes são os valores puramente resultantes do cálculo da média, não sendo coerente nem credível esperar obter resultados para a distância focal equivalente com rigor além do milímetro, digamos do meio milímetro na melhor das hipóteses. Os resultados da figura 6 resultam do maior número de decimais tomadas na folha de cálculo, mas tal não significa maior exactidão.

(5)- A condição de boa correcção da aberração esférica exige uma distância óptima entre o primário e o secundário, que é bastante crítica no Cassegrain clássico e com ligeira flexibilidade nos Schmidt-Cassegrain e nos Maksutov-Cassegrain. Por isso, quando se fala em espelhos móveis referimo-nos a pequenas variações (poucos milímetros) da distância d entre os vértices dos dois espelhos.

ESTRELAS BINÁRIAS: Magnitude da componente secundária em função das magnitudes do sistema e da componente principal

Guilherme de Almeida
g.almeida@vizzavi.pt

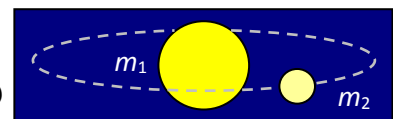


Neste artigo analisaremos e deduziremos o modo de calcular, num sistema binário, a magnitude da estrela secundária a partir da magnitude integrada (reunindo o brilho das duas estrelas componentes) e da magnitude da estrela principal.

Introdução

A dedução matemática da relação entre a magnitude integrada e as magnitudes das estrelas componentes já foi objecto de um artigo do mesmo autor, publicado na revista *Astronomia de Amadores* (v. **nota 1**). Conforme se demonstrou nesse artigo, sendo m a magnitude do sistema (magnitude integrada), m_1 a magnitude da estrela principal e m_2 a magnitude da estrela secundária, teremos.

$$2,512^{(m_1-m)} = 1 + 2,512^{(m_1-m_2)} \quad (\text{equação das magnitudes combinadas})$$



No caso presente, pretendemos determinar m_2 , conhecendo m e m_1 . Começemos pela equação acima, explicitando o termo que contém m_2 :

$$2,512^{(m_1-m_2)} = 2,512^{(m_1-m)} - 1, \text{ que se pode escrever como}$$

$$\frac{2,512^{m_1}}{2,512^{m_2}} = \frac{2,512^{m_1}}{2,512^m} - \frac{2,512^m}{2,512^m}, \text{ que é equivalente a}$$

$$\frac{2,512^{m_1}}{2,512^{m_2}} = \frac{2,512^{m_1} - 2,512^m}{2,512^m}.$$

Explicitando o termo que tem apenas o expoente m_2 , vamos obter

$$2,512^{m_2} = \frac{2,512^{m_1} \times 2,512^m}{2,512^{m_1} - 2,512^m}$$

Aplicando logaritmos (base 10) teremos

$$m_2 \times 0,4 = \log \left[\frac{2,512^{(m_1+m)}}{2,512^{m_1} - 2,512^m} \right], \text{ ou ainda}$$

$$m_2 = 2,5 \log \left[\frac{2,512^{(m_1+m)}}{2,512^{m_1} - 2,512^m} \right], \text{ que é a expressão procurada}$$

Note-se que, aqui, "log" designa o logaritmo de base 10.

O valor 2,5 não é um arredondamento de 2,512, mas sim o inverso de 0,4.

Este valor 0,4 é o logaritmo exacto da *razão de Pogson* ($R=100^{0.2} = 2,5118864315\dots$) que nestes cálculos arredondámos para 2,512. Para conhecer melhor a relação de Pogson e a sua origem, veja-se a **nota 2**.

No caso das estrelas binárias, é comum designar a magnitude do sistema, combinando a contribuição dos brilhos das duas componentes (v. **nota 3**) por m_S , a magnitude da componente principal por m_A (v. **nota 4**) e a da secundária por m_B .

Com esta outra nomenclatura, substituiremos m por m_S , m_1 por m_A e m_2 por m_B . A equação acima ficará então

$$m_B = 2,5 \log \left[\frac{2,512^{m_A+m}}{2,512^{m_A} - 2,512^m} \right]$$

Note-se que, como m_S e m_A são mensuráveis, a relação acima dá imediatamente, fazendo as contas, o valor de m_B . Pode utilizar-se uma calculadora científica simples.

Exemplo demonstrativo

Suponha-se que a magnitude integrada de um sistema binário é $m_S=2,84$ e a da estrela principal é $m_A=3,00$. Qual é a magnitude da estrela secundária?

Substituindo valores na equação acima, teremos

$$m_B = 2,5 \log \left[\frac{2,512^{(3,00+2,84)}}{2,512^{3,00} - 2,512^{2,84}} \right]. \text{ E, efectuando os cálculos, vamos obter}$$

$$m_B = 2,5 \log \left[\frac{216,83}{15,85 - 13,70} \right] \text{ e consequentemente } m_B = 2,5 \times 2,00 = 5,00$$

Espera-se que o presente artigo ajude a esclarecer esta questão, permitindo cálculos interessantes aos leitores interessados.

1. ALMEIDA, G. (2012) "**O brilho das estrelas e as magnitudes combinadas**". Publicado na revista *Astronomia de Amadores*, n.º 42 (Janeiro-Junho de 2012), págs. 5-9.

Publicação online: http://apaa.co.pt/Rev42/REVISTA_42_APAA.pdf .

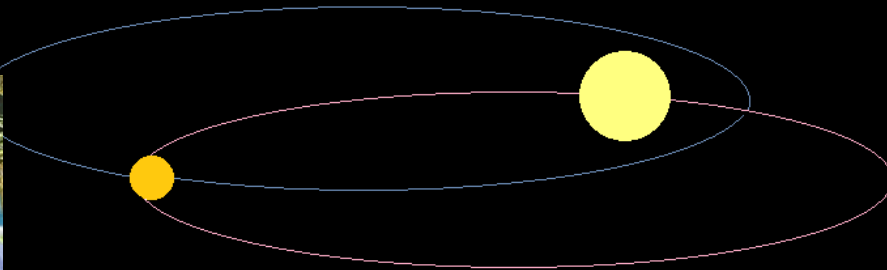
2. ALMEIDA, G. (2011)— "**Norman Robert Pogson e a escala de magnitudes estelares**". Publicado na revista *Astronomia de Amadores*, n.º 40 (Janeiro-Junho de 2011), págs. 23-29. Publicação online: http://apaa.co.pt/Rev40/revista40_FINAL.pdf .

3. Na situação em que não há ocultação nem trânsito, denominada fase intermédia.

4. Magnitude obtida na situação em que a primária oculta a secundária, pelo que a magnitude do sistema, medida nestas condições, é apenas a da primária.

VARIÁVEIS ECLIPSANTES:

ESTUDO DO OBJECTO ASAS J202135 + 1525.6 – HD 35501



JAC

João Alveirinho Correia
joaoruicorreia@gmail.com

O estudo e análise de estrelas binárias eclipsantes mostra-se como um bom treino para campanhas de estudo de trânsitos de Planetas Extrasolares.

1. Escolha do Objecto.

A escolha do objecto recaiu sobre uma binária eclipsante sugerida pelo João Gregório. A busca de um objecto com um trânsito no intervalo de tempo disponível para aquisição de imagens, e na janela de oportunidade que possuo, esteve dependente dos objectos disponíveis e registados na solução da AAVSO – *The International Variable Star Index*.

Depois de determinar a constelação que estaria mais tempo visível na janela de oportunidade que possuo (a janela do astrónomo de cidade), escolhi a constelação de *Delphinus*, e a estrela registada com o índice ASAS J202135 +1525.6 registada como uma binária eclipsante, do tipo *Beta Lyrae*.

2. Características esperadas do sistema:

As estrelas do tipo *Beta Lyrae* têm um período de aproximadamente 0,5 dia. As componentes do sistema apresentam órbitas de excentricidade mais elevada, o que dá origem a um período de trânsito rápido de um par de horas. Usualmente as estrelas do tipo *Beta Lyrae*, que possuem a designação da estrela que lhes deu o nome *Sheliak* nas constelação da *Lyra*, possuem também um comportamento peculiar, devido ao facto de estarem muito próximas, pode dar origem a que o lóbulo de Roche seja do tipo ligado produzindo curvas de luz características em que o ingresso e o egresso do componente secundário é pouco marcado, dando origem a curvas de luz suaves.

A acção da gravidade no par deste sistema dá origem a uma deformação dos corpos estelares assumindo estes uma forma elipsóide com achatamento maior do que a norma.

As variáveis eclipsantes deste tipo possuem dois componentes no sistema. em que um deles perde o material das camadas superiores que é capturado pelo segundo componente deste mesmo sistema, formando um disco acrecionário de material.

Os sistemas binários possuem dois acontecimentos importantes, o **trânsito** e a **ocultação**. Durante o trânsito, o segundo elemento menos brilhante interpõe-se entre o componente principal e a Terra, cobrindo parte do disco da estrela principal (Fig. 1- A). Quando o segundo elemento é ocultado pelo primeiro, situação de eclipse, ocorre a ocultação (Fig. 1 - C).

Os componentes deste tipo de sistema binários possui componente mais quente e outra mais fria, e o brilho de cada um dos componentes é também diferente.

Este fenómeno de trânsito traduz-se nas binárias eclipsantes numa diminuição significativa do brilho do conjunto, sendo que na ocultação (Fig. 1- C) ocorre um menor decréscimo de brilho. Como se poderá verificar mais adiante pela análise das curvas de luz.

Fases do sistema: na seguinte figura pretende-se representar um sistema coplanar de duas órbitas, e as três fases do sistema. O ângulo de observação é superior a 0 grau para ser possível observar as posições relativas dos componentes do sistema na primeira linha da representação gráfica, sendo que na segunda linha se representa o sistema visto pelo observador com um ângulo de 0 grau com o plano da órbita.

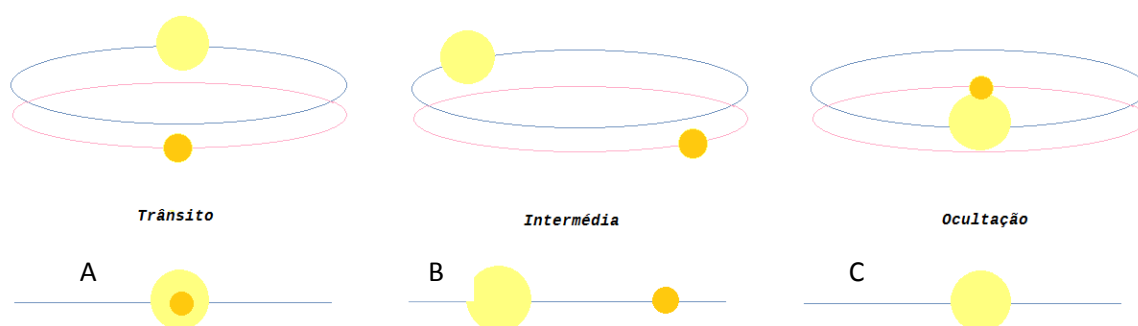


Figura 1 – Diagrama esquemático do sistema binário eclipsante.

Da figura anterior conclui-se que é expectável que o brilho do sistema se apresente maior na fase intermédia, fruto da magnitude combinada dos dois componentes do sistema, assumindo-se também que o brilho do elemento menor retira mais brilho ao sistema no trânsito do que na ocultação.

O sistema considerado parte do modelo *Beta Lyrae* em que o elemento principal do sistema é o mais brilhante e de maior raio, sendo o segundo de menor brilho e menor raio.

Da observação de um sistema destes podem deduzir-se as diferentes magnitudes associadas a cada um dos elementos do sistema, pois na fase de ocultação o único brilho é do elemento principal e, como possuímos o brilho combinado de ambos na fase intermédia (Fig.1- B), podemos deduzir o brilho do segundo elemento do sistema utilizando a expressão das magnitudes combinadas que permite relacionar todos os elementos do sistema através da expressão que se apresenta de seguida.

m - magnitude integrada (fase intermédia);

m_1 - magnitude da estrela primária do sistema obtida durante a fase de ocultação;

m_2 – magnitude da estrela secundária a determinar.

O valor da magnitude integrada pode retirar-se do valor máximo da magnitude da série de dados. O valor da magnitude da estrela primária é obtido durante a fase de ocultação, que na análise dos dados num diagrama de fases e no caso presente corresponde ao decréscimo de brilho do sistema após o início da fase e após meia fase como se pode observar no gráfico.

Uma vez obtidos estes valores utiliza-se a expressão:

$$m_2 = 2,5 \log \left[\frac{2,512^{(m_1+m)}}{2,512^{m_1} - 2,512^m} \right] \quad (\text{v. nota final } \mathbf{1})$$

A variação de amplitudes de um sistema binário eclipsante do tipo *Beta Lyrae* é inferior a 2 mag, sendo que no caso do ASAS J202135 1525.6 a variação de magnitude é de 0,47 com um erro de $\pm 0,005$ mag, segundo AAVSO VSX[1]. O tipo espectral do ASAS J202135 +1525.6 é F2 com um índice B-V de 0.45.

3. Preparação da aquisição de dados:

A preparação da aquisição dados começou por uma busca no catálogo do centro de dados de Estrasburgo, visto que no *variable star index* da AAVSO não existiam dados disponíveis, pois a estrela ainda não tinha resultados submetidos através do serviço WebObs.

Carta utilizada para deteção dos objectos

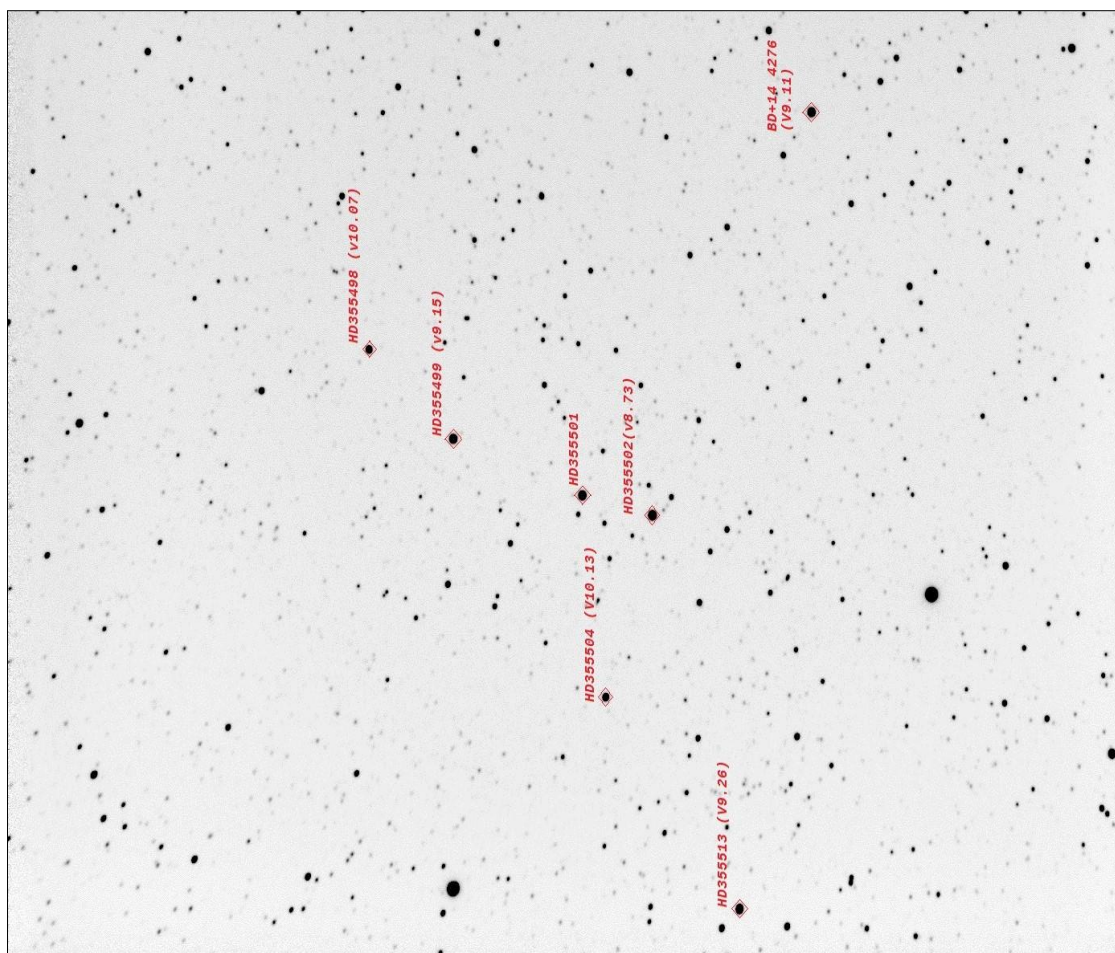


Imagem 1 - integração de 340 X 30 sec Bin 1X1

O acesso aos dados do Centro de Dados de Estrasburgo, é efectuado através da sua aplicação *Aladin* . onde é possível determinar os objectos de comparação passíveis de serem utilizados, obtendo-se a tabela fotométrica indicada adiante.

4. Escolha da Estrela de comparação

A escolha da estrela de comparação deve obedecer se possível a um critério de similitude de características de proximidade da magnitude a estudar no ponto mais baixo do eclipse, assim como de dimensão na imagem obtida, e de índice B-V.

Tabela de Fotometria

Objecto	B	V	B-V
ASAS J202135 +1525.6 - HD 355501	9.27	8.82	0.45
HD 355502	10.34	8.73	1.61
HD 355499	9.58	9.15	0.43
HD 355498	10.69	10.07	0.62
HD 355504	10.63	10.13	0.50
HD 355513	9.40	9.26	0.14
HD 355487	10.98	10.12	0.86

Da análise dos diferentes objectos da tabela podemos concluir que o objecto do catálogo Henry Drapper 355499 é aquele que possui a magnitude mais próxima do valor expectável no mínimo e em que o índice de cor é semelhante ao da estrela em estudo.

Neste caso foi ainda possível utilizar uma abertura fotométrica semelhante para ambas as estrelas reduzindo ainda mais o erro. O desafio da fotometria no caso desta estrela coloca-se no facto de ser uma estrela com um componente na banda do azul significativo, sendo a aquisição das imagens com a estrela a uma altura por vezes muito reduzida, e onde a massa de ar atinge no máximo 2,5, o efeito da extinção do azul poderia influenciar os dados recolhidos, no entanto, através da escolha de uma estrela de comparação de índice B-V muito semelhante, como foi o caso, foi possível realizar esta comparação reduzindo o fenómeno de extinção do azul na fotometria diferencial.

Posteriormente foi colocado à equipa de sequências - AAVSO o pedido de uma carta estelar para observação CCD, com a respectiva sugestão dos objectos a utilizar para comparação, obtidos através do catálogo do Centro de Dados de Estrasburgo. Neste caso, estes foram aceites como válidos, tendo sido carregadas, nos serviços online da AAVSO, a respectiva carta e tabela fotométrica.

Uma vez determinados os objectos de comparação, foram determinados as efemérides a utilizar para aquisição. Da análise do período das efemérides destacou-se que a obtenção de dados da curva podia ser realizada ao longo de duas semanas, assim a meteorologia o permitisse, uma vez que efectuando a aquisição sempre no mesmo período do dia, se obteriam diferentes troços da curva de luz.

Efemérides utilizadas (extracto)

Ephemeris for ASAS J202135+1525.6 (HJD/UT)

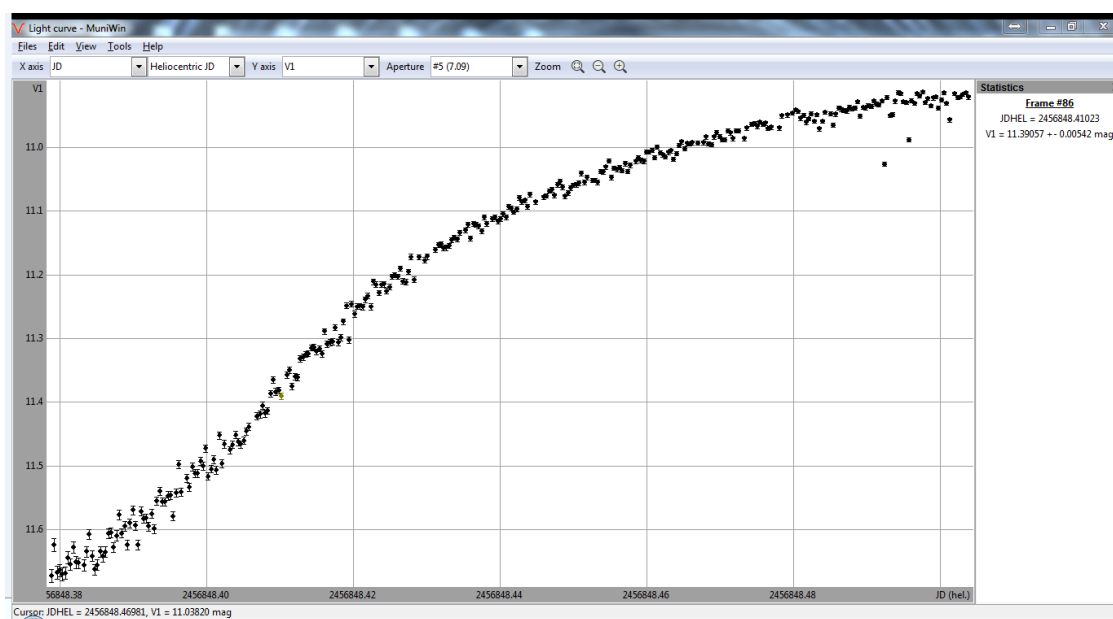
HJD	UT	
2456847.427	08 Jul 2014 22:15	sessão 1
2456847.904	09 Jul 2014 09:41	
2456848.381	09 Jul 2014 21:08	sessão 2
2456848.857	10 Jul 2014 08:34	
2456849.334	10 Jul 2014 20:00	sessão 3

Resultados obtidos nas sessões

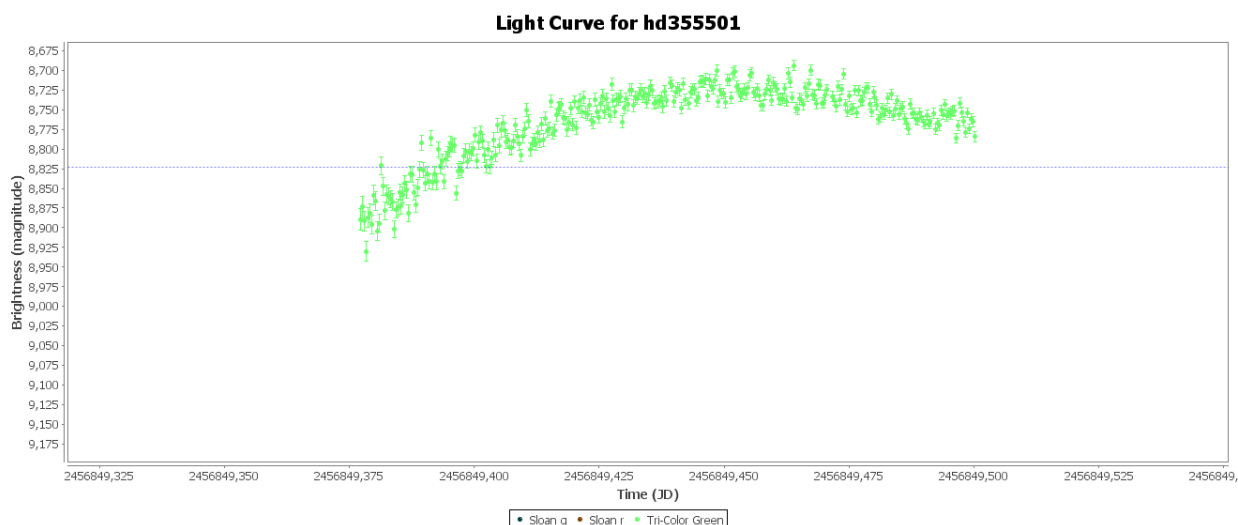
Sessão 1 – Magnitudes instrumentais para ASAS J202135 + 1525.6, onde se pode observar a mínima e o egresso.



Sessão 2 – Magnitudes instrumentais obtidas para ASAS J202135 + 1525.6 para Período 0 + 1 onde obteve parcialmente a curva de brilho para 10% do período entre eclipses.

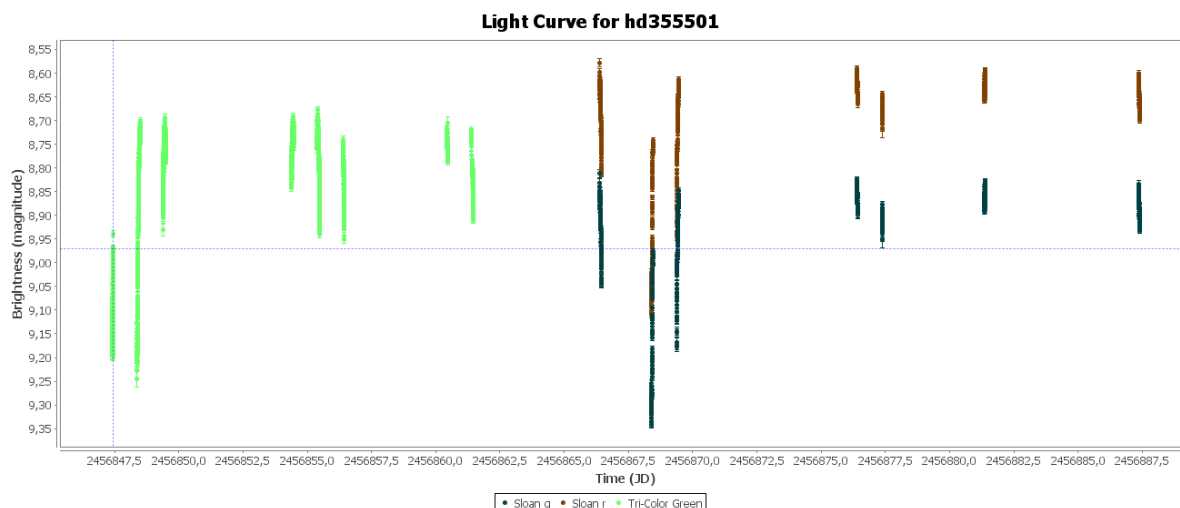


Sessão 3 – Magnitudes instrumentais para ASAS J202135 + 1525.6 para o Período Zero + 2 onde se completou a curva de brilho possível.

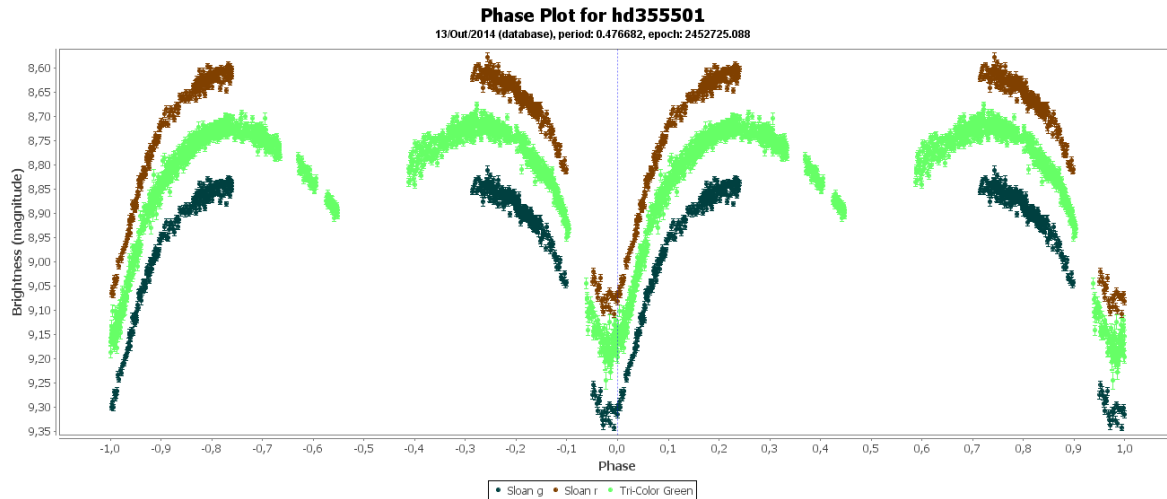


5. Resultados

O conjunto dos dados respeitantes a este período dá origem a um conjunto de dados de 2536 medições/imagens. Usualmente não revela o comportamento do sistema devido às restrições que possui de observação: é necessário efectuar o trabalho de aquisição de forma faseada de modo a reconstruir a maioria da curva, como se pode observar na projecção seguinte. Os dados apresentam apenas a variação recorrente dos brilhos.



Para se obter a representação da curva de brilho do sistema é necessário determinar o período do mesmo sistema e representar as medições num diagrama de fases. Obtida a projecção dos dados num diagrama de fases, projecta-se nas ordenadas a fase que é igual a 0,954 dia Juliano e nas Abcissas representa-se a magnitude padrão corrigida.



Da análise do diagrama de fases facilmente se deduzem as diferentes fases do sistema, pela introdução que foi feita anteriormente.

Apesar de o número de medições ter permitido reconstruir o diagrama de fases do sistema em cerca de 90 %, não foi possível determinar a magnitude do componente principal do sistema devido à ausência da parte da curva que diz respeito à ocultação. No entanto de um modo grosseiro e apenas para estimativa e para registo futuro, podemos tentar inferir essa quantidade tentando reconstruir o ponto mínimo da ocultação.

Da análise do diagrama com uma possível projeção pode obter-se um valor de 8,97 magnitude para a da estrela primária (m_1). Do mesmo diagrama se pode determinar que a magnitude do sistema (m) é de aproximadamente 8,60. Substituindo na expressão já anteriormente referida os valores agora obtidos

($m_1 = 8,97$; $m = 8,60$) e efectuando o cálculo com uma calculadora científica simples, ou a calculadora científica do *Windows*, determina-se sucessivamente:

$$m_2 = 2,5 \log \left[\frac{2,512^{(m_1+m)}}{2,512^{m_1} - 2,512^m} \right]; \text{ substituindo valores, obtemos}$$

$$m_2 = 2,5 \log \left[\frac{2,512^{(8,97+8,60)}}{2,512^{8,97} - 2,512^{8,60}} \right]$$

$$m_2 = 2,5 \log \left[\frac{10\,674\,437,24}{3\,874,15 - 2\,755,30} \right]$$

$$m_2 = 2,5 \log 1118,85$$

$$m_2 = 2,5 \log 9540,54 = 2,5 \times 3,9796 = 9,948$$

$$m_2 = 9,948 ;$$

Observando o valor obtido para a componente secundária do sistema pode-se concluir da coerência com os modelos teóricos para um sistema binário eclipsante do tipo *beta Lyrae*.

Numa análise mais aprofundada, através da aplicação V-Star da AAVSO e realizando uma análise com o método de transformada de Fourier discreta com compensação de data, pode ir-se um pouco mais longe. Fica apenas o registo de que, através desta análise dos dados do sistema, mediante transformadas de Fourier discretas, se pode observar que este sistema *varia na magnitude integrada*

com um período superior ao período elementar do sistema eclipsante. Este fenómeno aparenta ter origem num período do sistema menos evidente que só se apresentará com mais dados e melhor cobertura de todo o ciclo, indicando provavelmente que um dos componentes do sistema possua ele mesmo uma variabilidade intrínseca com um período maior do que o período do fenómeno eclipsante.

No diagrama apresentam-se dois tipos de filtros utilizados na fotometria: numa primeira fase utilizei os Filtros Tri-G utilizados usualmente em imagem L-RGB; na segunda fase foram utilizados os Filtros Sloan g' , r' e i' , adquiridos posteriormente, que são filtros de primeira geração, comprados aproveitando uma fase de fecho desta série de filtros no distribuidor [4].

Foi também utilizada esta campanha para comparar o comportamento dos filtros L-RGB e Sloan para aferir qualitativamente da coerência de resultados, expectável mas não verificada.

Fica a nota de que para a utilização de objectos de comparação com filtros SLOAN as magnitudes a utilizar para a padronização das magnitudes têm de ser retiradas da base dados do APASS (*AAVSO Photometric All Sky Survey*).

6. Conclusão

Podemos concluir deste estudo que a complementaridade com um trabalho Espectroscópico produziria resultados mais interessantes, pois poderiam ser avaliados os restantes parâmetros do sistema. De facto, seria possível determinar as velocidades radiais dos componentes sistema, e até efectuar uma caracterização do tipo espectral de ambos os componentes, sendo que semelhante trabalho usualmente fica restrito a astrofísicos e não a amadores, ou a amadores que se situam perto da fronteira profissional.

Para 2015 fica o trabalho de terminar a curva de luz para determinar, mais rigorosamente do que agora fizemos, as magnitudes dos componentes do sistema.

Apesar das limitações da astronomia amadora de cidade, realizada em condições marginais, é possível efectuar semelhantes estudos com uma abordagem em equipa coordenada e global. Apesar deste estudo ser um trabalho pessoal de constante aprendizagem, demonstra a exequibilidade do trabalho.

Referências:

- [1] – AAVSO – VSX <http://www.aavso.org/vsx>
- [2]- AAVSO – APASS <http://www.aavso.org/apass>
- [3]- SIMBAD – Centre de donnés de Estrasburg <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [4] – Filtros Sloan - http://www.astrodon.com/products/filters/astrodon_photometrics_-_sloan/

(1). Os leitores interessados encontrarão, neste mesmo número de *Astronomia de Amadores*, um artigo de Guilherme de Almeida que mostra pormenorizadamente a dedução desta equação.

JAMES E. KEELER'S PHOTOGRAPHS OF NEBULAE AND CLUSTERS MADE WITH THE CROSSLEY REFLECTOR

Pedro Ré

<http://www.astrosurf.com/re>

Edward Keeler (1857-1900) used the 36-inch Crossley Reflector during the last two years of his short productive scientific life for a systematic and epoch making astrophotographic study of diffuse, planetary and "spiral" nebulae. Keeler became one of the first astronomers to successfully use large reflecting telescopes in the United States ².

Keeler initiated an extended program of nebular photography showing for the first time that a great majority of these objects exhibited a spiral structure³. After Keeler's death, Charles Dillon Perrine (1867-1951) completed the project and renewed the telescope completely between 1902 and 1904. The original open tube and mount were replaced with a much more rigid closed tube on an English equatorial mount ⁴.

Perrine improved the mount, mechanical drive and gears. He also removed the secondary mirror and mounted the plate-holder directly at the prime focus of the telescope. A clever system of prisms and lenses were also installed so that the observer could guide during the long exposures directly from an eyepiece outside the telescope tube. In this way the Crossley reflector became a much faster and efficient instrument for direct nebular photography. These first successful photographic results obtained with this telescope helped to establish the reflector as the preferred observatory instrument.

After Keeler's death in 1900, his colleagues at Lick Observatory arranged for the publication of his and Perrine's photographs of nebulae and clusters in a special volume of the Lick Observatory publications⁵.

George Ellery Hale (1868-1938) wrote the following about the publication of the Crossley direct photographs:

The resulting photographs of nebulae surpass any similar photographs ever before obtained, and reveal new and unexpected features of the first importance (...). The remarkable success of his experiments with the Crossley reflector has impressed everyone who has seen the wonderful photographs of nebulae and star clusters made with this instrument.

The publication of *Photographs of nebulae and clusters made with the Crossley reflector* in 1908 was the beginning of a new era in the history of astrophotography.

² Osterbrock, D. E. (1984). *James E. Keeler: Pioneer American Astrophysicist and the Early Development of American Astrophysics*. Cambridge, England: Cambridge University Press.

³ Keeler was director of Lick Observatory from 1898 to 1900.

⁴ Stone, R.P.S. (1979). The Crossley Reflector: A Centennial Review - I. *Sky & Telescope Magazine*, October 1979: 307-311. Stone, R.P.S. (1979). The Crossley Reflector: A Centennial Review - II. *Sky & Telescope Magazine*, November 1979: 396-311.

⁵ Keeler, J.E. (1908). Photographs of nebulae and clusters made with the Crossley reflector. Publications of Lick Observatory, Vol. 8.

The preface of this volume describes the work done by James Edward Keeler at Lick Observatory:

When Professor Keeler entered upon the duties of Director of the Lick Observatory, on June 1, 1898, he planned to devote his observing time for several years to photographing the brighter nebulae and star clusters, with the Crossley reflector. The story of his wonderful success with this difficult instrument is familiar to all readers of astronomical literature: this form of telescope was in effect born again; and his contributions to our knowledge of the nebulae were epoch-making.

Professor Keeler's observing programme included one hundred and four subjects. At the time of his lamented death, on August 12, 1900, satisfactory negatives of two-thirds of the selected objects had been secured. The unphotographed objects were mainly those which come into observing position in the unfavorable winter and spring months. The completion of the programme was entrusted to Assistant Astronomer Perrine. The observers were assisted chiefly by Mr. H. K. Palmer, and in smaller degree by Messrs. Joel Stebbins, C. G. Dall, R. H. Curtiss and Sebastian Albrecht.

Professor Keeler's photographs enabled him to make two discoveries of prime importance, not to mention several that are scarcely secondary to them.

1st.—“Many thousands of unrecorded nebulae exist in the sky. A conservative estimate places the number within reach of the Crossley reflector at about 120,000. The number of nebulae in our catalogues is but a small fraction of this.” [The number already discovered and catalogued did not exceed 13,000. Later observations with the Crossley reflector, with longer exposure-times and more sensitive plates, render it probable that the number of nebulae discoverable with this powerful instrument is of the order of half a million.]

2d.—“Most of these nebulae have a spiral structure.”

The photographs of the one hundred and four subjects contain the images of 744 nebulae not previously observed. A catalogue of these is published in the present volume. Their positions, which are thought to be accurate within 1”, were determined by Messrs. Palmer, Curtiss, and Albrecht.

The main purpose of this volume is to reproduce and make available for study, the larger and more interesting nebulae and clusters on the programme, sixty-eight in number. The thirty-six subjects not reproduced are for the most part small or apparently not of special interest. The difficulties attending the reproduction of astronomical photographs by mechanical processes are well-known to all who have made the attempt. It seems necessary to recognize, at least at present, that delicate details of structure will be lost, and that contrasts between very bright and very faint regions will be changed, especially if a good sky background is preserved; in other words, that the best obtainable reproductions fall far short of doing justice to the original photographs. Technical studies should be based upon the original negatives or upon copies on glass.

After considerable experimental work, involving several methods and several firms, the making of the heliogravure plates and the hand-press prints was entrusted to The Photogravure and Color Company of New York City. To this firm's continued interest and willingness to act on constructive criticism is due much of the excellence of the results.

The expensive reproductions could hardly have been undertaken without the generous assistance of the donors mentioned on a preceding page.

Professor Keeler's description of the Crossley reflector, of his methods of observing, and of the chief results obtained, was written only a short time before his death. It is here republished (see below).

THE CROSSLEY REFLECTOR OF THE LICK OBSERVATORY

The Crossley reflector, at present the largest instrument of its class in America, was made in 1879 by Dr. A. A. Common, of London, in order to carry out, and test by practical observation, certain ideas of his respecting the design of large reflecting telescopes. For the construction of the instrument embodying these ideas, and for some fine astronomical photographs obtained with it, Dr. Common was awarded the gold medal of the Royal Astronomical Society in 1884.

In 1885, Dr. Common, wishing to make a larger telescope on a somewhat similar plan, sold the instrument to Edward Crossley, Esq., F. R. A. S., of Halifax, England. Mr. Crossley provided the telescope with a dome of the usual form, in place of the sliding roof used by its former owner, and made observations with it for some years; but the climate of Halifax not being suitable for the best use of such a telescope, he consented, at the request of Dr. Holden, then Director of the Lick Observatory, to present it to this institution. The funds for transporting the telescope and dome to California, and setting them up on Mount Hamilton, were subscribed by friends of the Lick Observatory, for the most part citizens of California. The work was completed, and the telescope housed in a suitable observatory building, in 1895.

On taking charge of the Lick Observatory in 1898, I decided to devote my own observing time to the Crossley reflector, although the whole of my previous experience had been with refracting telescopes. I was more particularly desirous of testing the reflector with my own hands, because such preliminary trials of it as had been made had given rise to somewhat conflicting opinions as to its merits. The result of my experience is given in the following article, which is written chiefly with reference to American readers. If I have taken occasion to point out what I regard as defects in the design or construction of the instrument, I have done so, not from any desire to look a gift horse in the mouth, but in the interest of future improvement, and to make intelligible the circumstances under which the work of the reflector is now being done and will be done hereafter. The most important improvements which have suggested themselves have indeed already been made by Dr. Common himself, in constructing his five-foot telescope. The three-foot reflector is, in spite of numerous idiosyncrasies which make its management very different from the comparatively simple manipulation of a refractor, by far the most effective instrument in the Observatory for certain classes of astronomical work. Certainly no one has more reason than I to appreciate the great value of Mr. Crossley's generous gift.

The Crossley dome is about 350 yards from the main Observatory, at the end of a long rocky spur which extends from the Observatory summit toward the south, and on which are two of the houses occupied by members of the Observatory staff. It is below the level of the lowest reservoir, "Huyghens," which receives the discharge from the hydraulic machinery of the 36-inch refractor, and therefore the water engine furnished by Mr. Crossley for turning the dome cannot be used, unless a new water system—overflow reservoir, pump and windmill—is provided. In this respect a better site would have been a point on the south slope of "Kepler,"—the middle peak of Mount Hamilton—just above the Huyghens reservoir. No addition to the present water system would then have been needed. The slope of the mountain at this place might cut off the view of the north horizon, but since the telescope cannot be turned below the pole, this would be a matter of no consequence. Water-power for the dome is not, however, really necessary.

The cylindrical walls of the dome, 36¼ feet inside diameter, are double, and provided with ventilators. Opening into the dome, on the left of the entrance, are three small rooms, one of which has been fitted up as a photographic dark room, and another, containing a sidereal clock and a telephone, which communicates with the main Observatory, as a study, while the third is used for tools and storage. There is also a small room for the water engine, in case it should be used. The dome is at present supplied with water from only the middle reservoir, Kepler, which is reserved for domestic purposes and is not allowed to pass through the machinery.

The dome itself, 38 feet 9 inches in diameter, is made of sheet-iron plates riveted to iron girders. It also carries the wooden gallery, ladders, and observing platform, which are suspended from it by iron rods. The apparatus for turning the dome consists of a cast-iron circular rack bolted to the lower side of the sole-plate, and a set of gears terminating in a sprocket-wheel, from which hangs an endless rope. As the dome does not turn easily, it has been necessary to multiply the gearing of the mechanism so that one arm's-length pull on the rope moves the dome only about one inch. In some positions of the telescope the dome cannot be moved more than six or eight inches at a time without danger of striking the tube, and this slowness of motion is then not disadvantageous. It is only when the dome has to be moved through a considerable angle, as in turning to a fresh object, or in photographing some object which passes nearly through the zenith, that the need for a mechanical means of rotation is felt.

The observing slit, 6 feet wide, extends considerably beyond the zenith. It is closed by a double shutter, which is operated by an endless rope. The upper part, within the dome, is also closed by a hood, or shield, which serves to protect the telescope from any water that may find its way through the shutter, and which is rolled back to the north when observations are made near the zenith. I have recently fitted the lower half of the slit with a wind-screen, which has proved to be a most useful addition. It is made of tarpaulin, attached to slats which slide between the two main girders, and is raised or lowered by halliards, which belay to cleats on the north rail of the gallery. A more detailed description of the dome has been given in an article by Mr. Crossley.

The mounting of the three-foot reflector has been very completely described and illustrated by Dr. Common, so that only a very general description need be given here. The most important feature of the mounting is that the telescope tube, instead of being on one side of the polar axis, as in the usual construction, is central, so that the axis of the mirror and the polar axis are in the same line when the telescope is directed to the pole. The declination axis is short, and is supported by a massive goose-neck bolted to the upper end of the polar axis. The mirror is placed just above the declination axis. Its weight and the weight of the whole tube and eye-end are counterpoised by slabs of lead, placed in two iron boxes, between which the goose-neck of the polar axis passes. The great advantage of this arrangement, and the controlling principle of the design, is that the telescope is perfectly free to pass the meridian at all zenith distances. No reversal of the instrument is needed, or is indeed possible.

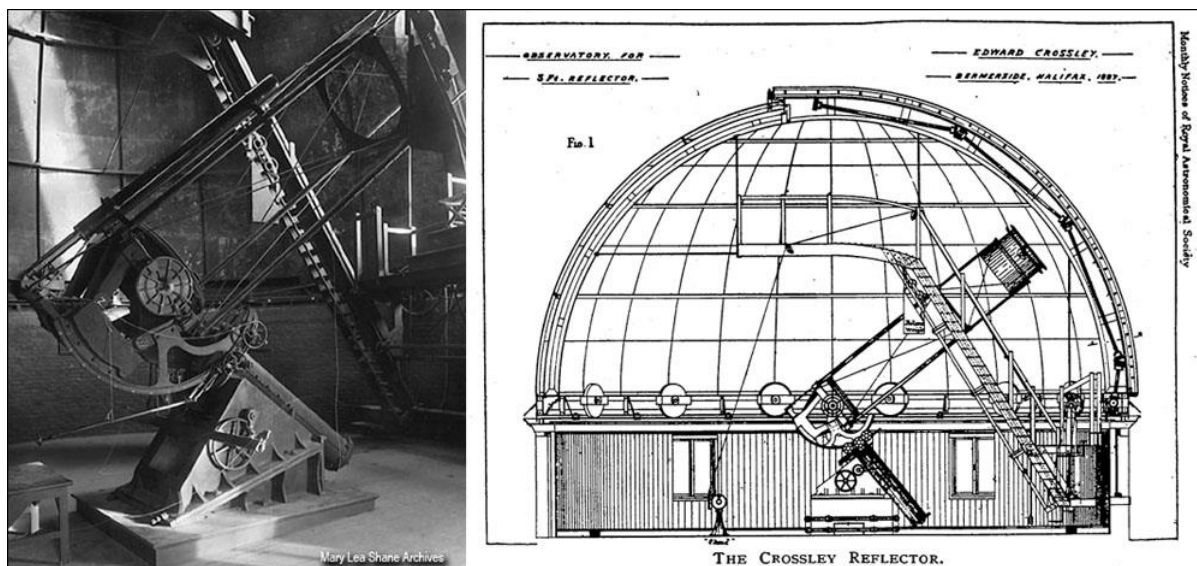


Figure 1- 36-inch Crossley reflector (left) and iron dome (right).



Figure 3- Lick observatory (left) and dome of the 36-inch Crossley reflector (right).

For long-exposure photography, the advantage above referred to is obvious, but it is attended by certain disadvantages. One of these is that a very much larger dome is required than for the usual form of mounting. Another is the great amount of dead weight which the axes must carry; for the mirror, instead of helping to counterpoise the upper end of the tube, must itself be counterpoised. When anything is attached to the eye-end (and in astrophysical work one is always attaching things to the eye-end of a telescope), from ten to twenty times as much weight must be placed in the counterpoise boxes below the declination axis. Where room is to be found for the weights required to counterpoise the Bruce spectrograph, is a problem which I have not yet succeeded in solving.

In his five-foot reflector, Dr. Common has caused the telescope tube to swing between two large ears, which project from the upper end of the boiler-like polar axis, the pivots constituting the declination axis being near, but above, the lower end of the tube. The mirror, therefore, helps to counterpoise the upper end of the tube. This I regard as a distinct improvement. The danger of large masses of metal near the mirror injuring the definition is, in my opinion, imaginary; at least there is no such danger on Mount Hamilton, where the temperature variations are unusually small. Experience with the Crossley reflector, as well as with the other instruments of the Lick Observatory, shows that the definition depends almost entirely on external conditions.

My first trials of the reflector, as first mounted at the Lick Observatory, showed that the centre of motion was inconveniently high. Among other difficulties arising from this circumstance, the spectroscope projected beyond the top of the dome, so that it had to be removed before the shutter could be closed. In July, 1898, the pier was therefore cut down two feet. This brought the eye-end down nearly to the level of the gallery rail, where it was

at a convenient height for the observer when sitting on a camp-stool, and it made all parts of the mounting more accessible. Toward the north and south, the range of the telescope, being limited in these directions by the construction of the mounting, was not affected by the change, but the telescope cannot now be used at such low altitudes as formerly, near the east and west points of the horizon. The only occasion likely to call for the use of the reflector in these positions is the appearance of a large comet near the Sun, and, after some consideration, I decided to sacrifice these chances for the sake of increasing the general usefulness of the instrument. Except in rare cases, all observations are made within three hours of the meridian.

To adapt the mounting to the latitude of Mount Hamilton, a wedge-shaped casting, had been provided, but through some error, arising probably from the fact that the telescope had been used in two different latitudes in England, the angle of the casting was too great. When the pier was cut down its upper surface was therefore sloped toward the south, in order to compensate the error in the casting.

The polar axis of the Crossley reflector is a long, hollow cylinder, separated by a space of about one-eighth of an inch from its concentric casing. The idea was to fill this space with mercury, and float the greater part of the thrust of the axis, the function of a small steel pin at the lower end being merely to steady the axis. But this mercury flotation, as applied to the Crossley telescope, is a delusion, as I think Mr. Crossley had already found. The mercury, it is true, relieves the thrust to some extent, but it greatly increases the already enormous side pressure on the steel pin at the bottom, thus creating a much greater evil than the one it is intended to remedy. The workmen who set up the mounting inform me that the small bearing at the lower end of the polar axis is badly worn, as I should expect it to be. Instead of putting mercury into the space intended for it, I have therefore poured in a pint or so of oil, to keep the lower bearing lubricated. For the reasons indicated above, the force required to move the telescope in right ascension is perhaps five times greater than it should be. The lower end of the polar axis ought to be fitted with ball bearings to take the thrust and with a pair of friction wheels on top; but it would be difficult to make these changes now. It should be observed that the disadvantages of the mercury flotation are considerably greater at Mount Hamilton than at the latitude for which the telescope was designed.

As already stated above, the range of the telescope is limited on the south by the construction of the mounting. The greatest southern declination which can be observed is 25° . In England this would doubtless mark the limit set by atmospheric conditions, but at Mount Hamilton it would be easy to photograph objects 15° farther south, if the telescope could be pointed to them.

The original driving-clock having proved to be inefficient, at least without an electric control, a new and powerful driving-clock was made by the Observatory instrument maker, from designs by Professor Hussey. In its general plan it is like that of the 36-inch refractor. The winding apparatus, contained in the large casting of the original mounting, has no maintaining power, and cannot easily be fitted with one. The clock could in no case be wound during a photographic exposure, on account of the tremors attending the operation, but it would be somewhat more convenient to have the stars remain on the plate during the winding. With a little practice, however, one can wind the clock without actually stopping it, though the object must afterwards be brought back to its place by means of the slow motion in right ascension.

Two finders have recently been fitted to the Crossley reflector. One has an object-glass of four inches aperture and eight feet six inches focal length, with a field of about $1^{\circ} 2'$, which is very nearly the photographic field of the main telescope. Its standards are bolted to one of the corner tubes of the reflector. The other finder has a three-inch objective and a large field. It had not been mounted when the photograph for the plate was made.

When a telescope is used for photographing objects near the pole, with long exposures, the polar axis must be quite accurately adjusted, for otherwise the centers of motion of the stars and of the telescope will not agree, and the star images will be distorted. It is true that with a double-slide plate-holder, like the one used with the Crossley reflector, one star—namely, the guiding star—is forced to remain in a fixed position with respect to the plate; but the differential motion of the other stars causes them to describe short arcs, or trails, around this star as a centre. A considerable part of the spring of 1899 was spent in efforts to perfect the adjustment of the polar axis, an operation which, on account of the peculiar form of the mounting, offers unusual difficulties.

In the first plan which was tried, the reflector was used as a transit instrument. The inclination of the declination axis was determined with a hanging level which had been provided by Mr. Crossley, the hour circle and polar axis being very firmly clamped. The clock correction being known from the records kept at the Observatory, the collimation and azimuth constants were found by the usual formulæ. This method failed to give satisfactory results, and it was found later that the declination and polar axis were not exactly at right angles.

There is only one part of the sky on which the telescope can be reversed; namely, the pole. A method which promised well, and on which some time was spent, consists in photographing the pole (the declination axis being horizontal) by allowing the stars near it to trail for ten or fifteen minutes, then turning the polar axis 180° and photographing the pole again on the same plate. Half the distance between the images gives the error of the polar axis, which, if the plate is properly oriented, is easily resolved into horizontal and vertical components; while the distance of each image from the centre of the plate is this error increased or diminished by twice the deviation of the telescope axis. In this case the vertical component depends upon the reading of the declination

circle, and the horizontal component gives the error of collimation. This method failed, however, to give consistent results, mainly on account of instability of the mirror, and was abandoned.

The use of the large mirror for purposes of adjustment was finally given up, and the axis was adjusted by observations of Polaris with the long finder, in the usual manner. In order to reach the star at lower culmination the finder tube had to be thrown out of parallelism with the main telescope.

The base-plate having no definite center of rotation in azimuth, and the wedges and crowbars used for moving it being uncertain in their action, a watch telescope, provided with a micrometre eyepiece, was firmly secured to the mounting throughout these operations, in such manner that a mark on the southern horizon could be observed through one of the windows of the dome. The errors of the polar axis were finally reduced to within the limits of error of observation.

The movable hour circle and driving wheel of the Crossley reflector has two sets of graduations. The driving screw having been thrown out of gear, the circle is turned until the outer vernier indicates the sidereal time, whereupon the driving screw is thrown into gear again. The inner vernier is then set to the right ascension of the object which it is desired to observe. As an inconsistency, of minor importance, in the design of the mounting, I may note that the slow motion in right ascension changes the reading of the outer vernier instead of that of the inner one. In practice, however, no inconvenience is caused by this construction.

In the early experiments and photographic work with the Crossley telescope, irregularities in driving were a source of great annoyance. Dr. Roberts, in laying down the conditions which should be fulfilled by a good photographic telescope, says that a star should remain bisected by a thread in the eyepiece for two minutes at a time. The Crossley telescope was so far from fulfilling this condition that a star would not keep its place for two consecutive seconds; and the greatest alertness on the part of the observer did not suffice to ensure round star images on a photographic plate. It was obvious that the fault did not lie with the driving clock; in fact, many of the sudden jumps in right ascension, if explained in this way, would have required the clock to run backward; nevertheless the clock was tested by causing its revolutions to be recorded on a chronograph at the main Observatory, together with the beats of one of the standard clocks. For this purpose a break-circuit attachment was made by Mr. Palmer. The errors of the clock were in this way found to be quite small.

The principal source of the irregularities was found in the concealed upper differential wheel of the Grubb slow motion. This wheel turned with uncertain friction, sometimes rotating on its axis, and sometimes remaining at rest. After it was checked the driving was much better, and was still farther improved by repairing some defective parts of the train. Small irregularities still remain. They seem to be partly due to inaccuracies in the cutting of the gears, or of the teeth of the large driving wheel, and partly to the springing of the various parts, due to the very considerable friction of the polar axis in its bearings. The remaining irregularities are so small, however, that they are easily corrected by the screws of the sliding plate-holder, and with reasonable attention on the part of the observer, round star images are obtained with exposures of four hours' duration.

The large mirror, the most important part of the telescope, has an aperture of three feet, and a focal length of 17 feet 6.1 inches. It was made by Mr. Calver. Its figure is excellent. On cutting off the cone of rays from a star, by a knife-edge at the focus, according to the method of Foucault, the illumination of the mirror is very uniform, while the star disks as seen in an ordinary eyepiece are small and almost perfectly round. They are not, I think, quite so good as the images seen with a large refractor; still, they are very good indeed, as the following observations of double stars, made recently for this purpose, will show.

The small mirror, acting as a central stop, has the effect of diminishing the size of the central disk of the diffraction pattern, at the expense of an increase in the brightness of the system of rings. To this effect may be due, in part, the inferiority of the reflector for resolving bright doubles, as compared with a refractor of the same aperture. For photographic purposes, it is evident that the mirror is practically perfect.

The upper end of the tube can be rotated, carrying with it the flat and the eye-end. Whenever the position is changed, the mirrors have to be re-collimated. In practice it is seldom necessary to touch the adjusting screws of the mirrors themselves. The adjustment is effected by means of clamping and butting screws on the eye-end, and a change of the line of collimation, with respect to the finders and the circles, is avoided. The operation is generally referred to, however, as an adjustment of the mirrors.

For adjusting the mirrors there are two collimators. One of these is of the form devised by Mr. Crossley. It is very convenient in use, and is sufficiently accurate for the adjustment of the eye-end when the telescope is used for photographic purposes, inasmuch as the exact place where the axis of the large mirror cuts the photographic plate is not then a matter of great importance, so long as it is near the centre. Moreover, as stated farther below, the direction of the axis changes during a long exposure. The other collimator is of a form originally due, I think, to Dr. Johnstone Stoney. It consists of a small telescope, which fits the draw-tube at the eye-end. In the focus of the eyepiece are, instead of cross-wires, two adjustable terminals, between which an electric spark can be passed, generated by a small induction machine, like a replenisher, held in the observer's hand. The terminals are at such a distance inside the principal focus of the objective, that the light from the spark, after reflection from the flat, appears to proceed from the centre of curvature of the large mirror. The rays are therefore reflected back normally, and form an image of the spark which, when the mirrors are in perfect adjustment,

coincides with the spark itself. The precision of this method is very great. It is in fact out of proportion to the degree of refinement attained in other adjustments of the reflector, for a slight pressure of the hand on the draw-tube, or movement of the telescope to a different altitude, instantly destroys the perfection of the adjustment. I have provided these collimators with an adapter which fits the photographic apparatus, so that one can adjust the mirrors without having to remove this apparatus and substitute for it the ordinary eye-end carrying the eyepieces.

For visual observation the Crossley telescope is provided with seven eyepieces, with powers ranging from 620 downward. The lowest power is only 60, and consequently utilizes only 12 inches of the mirror, 9 of which are covered by the central flat. It is therefore of little value, except for finding purposes. The next lowest power utilizes 28 inches of the mirror. The other eyepieces call for no remark.

But, while the Crossley reflector would doubtless be serviceable for various kinds of visual observations, its photographic applications are regarded as having the most importance, and have been chiefly considered in deciding upon the different changes and improvements which have been made.

The interior of the dome is lighted at night by a large lamp, which is enclosed in a suitable box or lantern, fitted with panes of red glass, and mounted on a portable stand. In order to diffuse the light in the lower part of the dome, where most of the assistant's work is done, the walls are painted bright red; while to prevent reflected light from reaching the photographic plate, the inner surface of the dome itself, the mounting, and the ladders and gallery are painted dead black. The observer is therefore in comparative darkness, and not the slightest fogging of the plate, from the red light below, is produced during a four-hours' exposure. On the few occasions when orthochromatic plates are used the lamp need not be lighted.

Experiments have shown that the fogging of the photographic plate, during a long exposure, is entirely due to diffuse light from the sky, and is therefore unavoidable. For this reason the cloth curtains which lace to the corners of the telescope tube, enclosing it and shutting out light from the lower part of the dome, have not been used, since their only effect would be to catch the wind and cause vibrations of the telescope. They would probably have little effect on the definition, and at any rate could not be expected to improve it.

For photographing stars and nebulae the Crossley reflector is provided with a double-slide plate-holder, of the form invented by Dr. Common. This apparatus, which had suffered considerably in transportation, and from general wear and tear, was thoroughly overhauled by the Observatory instrument-maker. The plates were straightened and the slides refitted. A spring was introduced to oppose the right ascension screw and take up the lost motion—the most annoying defect that such a piece of apparatus can have—and various other improvements were made, as the necessity for them became apparent. They are described in detail farther below.

The present appearance of the eye-end is shown in the illustration. The plate-holder is there shown, however, on one side of the tube, and its longer side is parallel to the axis of the telescope. This is not a good position for the eye-end, except for short exposures. In practice, the eye-end is always placed on the north or south side of the tube, according as the object photographed is north or south of the zenith. The right ascension slide is then always at right angles to the telescope axis, and the eye-end cannot get into an inaccessible position during a long exposure.

As the original wooden plate-holders were warped, and could not be depended upon to remain in the same position for several hours at a time, they were replaced by new ones of metal, and clamping screws were added, to hold them firmly in place. The heads of these screws are shown in the plate, between the springs which press the plate-holder against its bed.

To illuminate the cross-wires of the guiding eyepiece, a small electric lamp is used, the current for which is brought down from the storage battery at the main Observatory. The coarse wires have been replaced by spider's webs, and reflectors have been introduced, to illuminate the declination thread. A collimating lens, placed at its principal focal distance from the incandescent filament of the lamp, makes the illumination of the wires nearly independent of their position on the slide, and a piece of red glass, close to the lens, effectually removes all danger of fogging the plate. The light is varied to suit the requirements of observation by rotating the reflector which throws the light in the direction of the eyepiece.

In long exposures it is important for the observer to know at any moment the position of the plate with reference to its central or zero position. For this purpose scales with indexes are attached to both slides; but as they cannot be seen in the dark, and, even if illuminated with red light, could not be read without removing the eye from the guiding eyepiece, I have added two short pins, one of which is attached to the lower side of the right ascension slide, and the other to its guide, so that the points coincide when the scale reads zero. These pins can be felt by the fingers, and with a little practice the observer can tell very closely how far the plate is from its central position. It would not be a very difficult matter to improve on this contrivance, say by placing an illuminated scale, capable of independent adjustment, in the field of the eyepiece, but the pins answer every purpose. The declination slide is changed so little that no means for indicating its position are necessary.

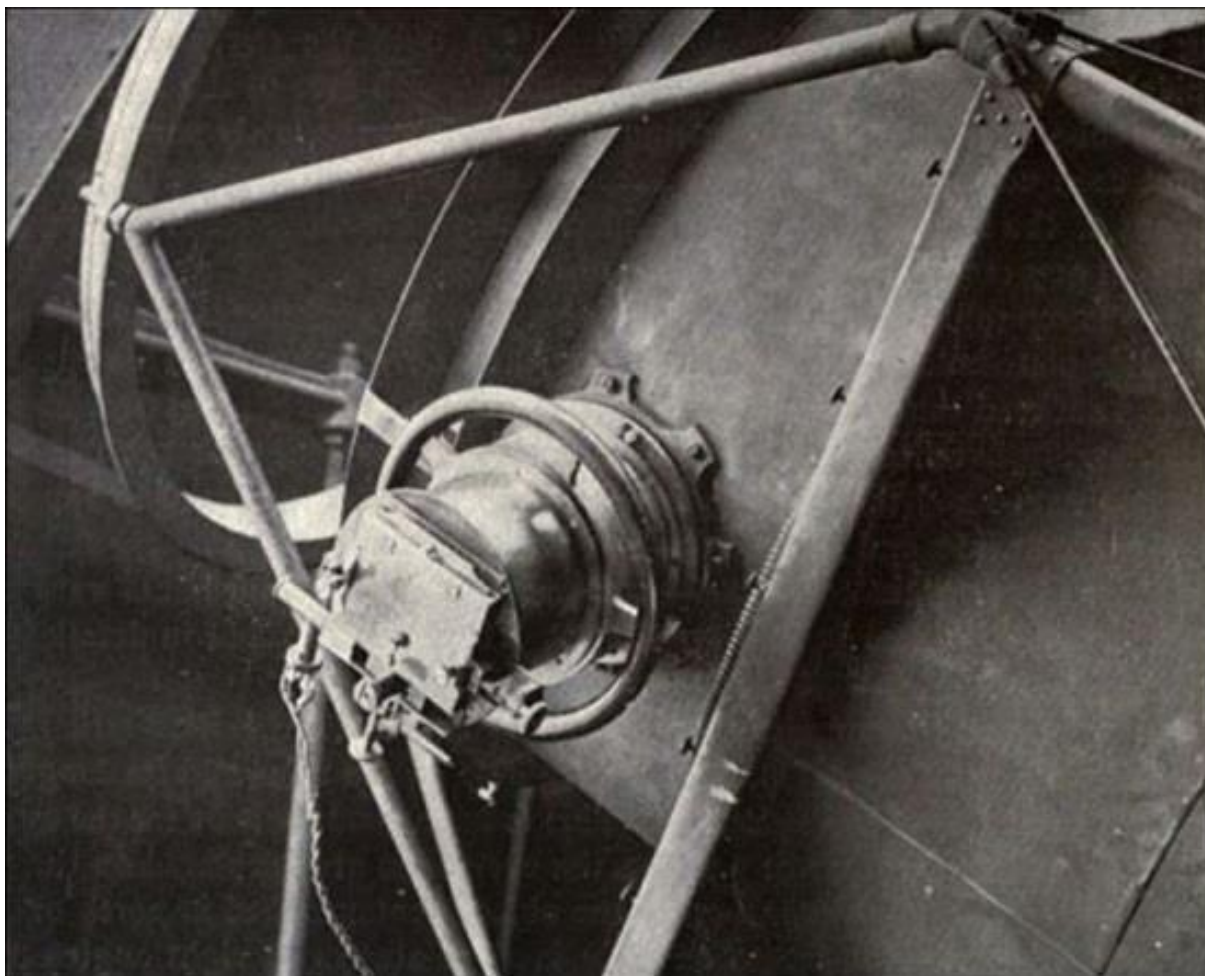


Figure 3- Double-slide Plate-Holder of the Crossley Reflector.

In this apparatus, as originally constructed, the cross-wires of the guiding eyepiece were exactly in the plane of the photographic plate. The earlier observations made with the Crossley reflector on Mount Hamilton showed that this is not the best position of the cross-wires. The image of a star in the guiding eyepiece, which, when in the middle of its slide, is nearly three inches from the axis of the mirror, is not round, and its shape varies as the eyepiece is pushed in or drawn out. In the plane of the photographic plate (assumed to be accurately in focus), it is a crescent, with the convex side directed toward the center of the plate. This form of image is not suitable for accurate guiding. Outside this position the image changes to an arrow-head, the point of which is directed toward the axis, and this image can be very accurately bisected by the right ascension thread. As the construction of the apparatus did not allow the plane of the cross-wires to be changed, the wooden bed of the plate-holder was cut down, so as to bring the wires and the plate into the proper relative positions.

After some further experience with the instrument, still another change was made in this adjustment. It was found that the focus often changed very perceptibly during a long exposure, and while the arrow-head image above described was suitable for guiding purposes, its form was not greatly affected by changes of focus. Between the crescent and the arrow-head images there is a transition form, in which two well-defined caustic curves in the aberration pattern intersect at an acute angle. The intersection of these caustics offers an excellent mark for the cross-wires, and is at the same time very sensitive to changes of focus, which cause it to travel up or down in the general pattern. The bed of the plate-holder was therefore raised, by facing it with a brass plate of the proper thickness.

Why the focus of the telescope should change during a long exposure is not quite clear. The change is much too great to be accounted for by expansion and contraction of the rods forming the tube, following changes of temperature, while a simple geometrical construction shows that a drooping of the upper end of the tube, increasing the distance of the plate from the (unreflected) axis of the mirror, cannot displace the focus in a direction normal to the plate, if it is assumed that the field is flat. The observed effect is probably due to the fact that the focal surface is not flat, but curved. During a long exposure, the observer keeps the guiding star, and therefore, very approximately, all other stars, in the same positions relatively to the plate; but he has no control over the position of the axis of the mirror, which, by changes of flexure, wanders irregularly over the field. The position of maximum curvature, therefore, also varies, and with it the focus of the guiding star relatively to the cross-wires, where the focal surface is considerably inclined to the field of view. It is certain that the focus does

change considerably, whatever the cause may be, and that the best photographic star images are obtained by keeping the focus of the guiding star unchanged during the exposures. This is done by turning the focusing screw of the eye-end.

In making the photographs of nebulae for which the Crossley telescope is at present regularly employed, it was at first our practice to adjust the driving-clock as accurately as possible to a sidereal rate, and then, when the star had drifted too far from its original position, on account of changes of rate or of flexure, to bring it back by the right-ascension slow motion, the observer either closing the slide of the plate-holder or following the motion of the star as best he could with the right-ascension screw. Lately a more satisfactory method, suggested by Mr. Palmer, has been employed. The slow motion in right ascension is of Grubb's form, and the telescope has two slightly different rates, according to whether the loose wheel is stopped or allowed to turn freely. The driving-clock is adjusted so that one of these rates is too fast, the other too slow. At the beginning of an exposure the wheel is, say, unclamped, and the guiding star begins to drift very slowly toward the left, the observer following it with the screw of the plate-holder. When it has drifted far enough, as indicated by the pins mentioned farther above, the wheel is clamped. The star then reverses its motion and begins to drift toward the right; and so on throughout the exposure. The advantages of this method over the one previously employed are, that the star never has to be moved by the slow motion of the telescope, and that its general drift is in a known direction, so that its movements can be anticipated by the observer. In this way photographs are obtained, with four hours' exposure, on which the smallest star disks are almost perfectly round near the center of the plate, and from 2" to 3" in diameter.

The star images are practically round over a field at least 1 inch or 16' in diameter. Farther from the center they become parabolic, but they are quite good over the entire plate, 3¼ by 4¼ inches.

From these statements it will be seen that small irregularities in driving no longer present any difficulties. But certain irregular motions of the image still take place occasionally, and so far it has not been possible entirely to prevent their occurrence.

It was found that the declination clamp (the long slow-motion handle attached to which is shown in the illustration) was not sufficiently powerful to hold the telescope firmly during a long exposure. A screw clamp was therefore added, which forces the toothed-declination sector strongly against an iron block just behind it, thus restoring, I think, the original arrangement of the declination clamp as designed by Dr. Common. This clamp holds the tube very firmly.

The irregularities to which I have referred consist in sudden and unexpected jumps of the image, which always occur sometime after the telescope has passed the meridian. These jumps are sometimes quite large—as much as one-sixteenth of an inch or 1. They are due to two causes: flexure of the tube, and sliding of the mirror on its bed. When the jump is due to sudden changes of flexure, the image moves very quickly, and vibrates before it comes to rest in its new position, and at the same time there is often heard a slight ringing sound from the tension rods of the tube. There seems to be no remedy for the sudden motions of this class. The tension rods are set up as tightly as possible without endangering the threads at their ends or buckling the large corner tubes. A round telescope tube, made of spirally-wound steel ribbon riveted at the crossings, would probably be better than the square tube now in use.

Jumps due to shifting of the mirror are characterized by a gentle, gliding motion. They can be remedied, in part, at least, by tightening the copper bands which pass around the circumference of the mirror within its cell. This will be done the next time the mirror is resilvered.

All that the observer can do when a jump occurs is to bring back the image as quickly as possible to the intersection of the cross-wires. If all the stars on the plate are faint, no effect will be produced on the photograph; but stars of the eighth magnitude or brighter will leave short trails. The nebula, if there is one on the plate, will, of course, be unaffected.

Before beginning an exposure the focus is adjusted by means of a high-power positive eyepiece. An old negative, from which the film has been partially scraped, is placed in one of the plate-holders, and the film is brought into the common focus of the eyepiece and the great mirror. The appearance of the guiding star, which varies somewhat with the position of the guiding eyepiece on its slide, is then carefully noted, and is kept constant during the exposure by turning, when necessary, the focusing screw of the eye-end. For preliminary adjustments a ground-glass screen is often convenient. On it all the DM. stars, and even considerably fainter ones, as well as the nebulae of Herschel's Class I, are easily visible without a lens.

Plates are backed, not more than a day or two before use, with Carbutt's "Columbian backing," which is an excellent preparation for this purpose. During the exposure the observer and assistant exchange places every half hour, thereby greatly relieving the tediousness of the work, though two exposures of four hours each, in one night have proved to be too fatiguing for general practice. At the end of the first two hours it is necessary to close the slide and wind the clock.

The brightness of the guiding star is a matter of some importance. If the star is too bright, its glare is annoying; if it is too faint, the effort to see it strains the eye, and changes of focus are not easily recognized. A star of the ninth magnitude is about right. In most cases a suitable star can be found without difficulty.

In such an apparatus as that described above, the amount by which the plate may be allowed to depart from its zero position is subject to a limitation which has not, I think, been pointed out, although it is sufficiently obvious when one's attention has been called to it. It depends upon the fact that the plate necessarily moves as a whole, in a straight line which is tangent to a great circle of the sphere, while the stars move on small circles around the pole. The compensation for drift, when the plate is moved, is therefore exact at the equator only (...)

On account of the short focal length of the three-foot mirror, the photographic resolving power of the telescope is much below its optical resolving power. For this reason the photographic images are less sensitive to conditions affecting the seeing than the visual images. On the finest nights the delicate tracery of bright lines or caustic curves in the guiding star is as clear and distinct as in a printed pattern. When the seeing is only fair these delicate details are lost, and only the general form of the image, with its two principal caustics, is seen. A photograph taken on such a night is not, however, perceptibly inferior to one taken when the seeing is perfect. When, however, the image is so blurred that its general form is barely distinguishable, the photographic star disks are likewise blurred and enlarged, and on such nights photographic work is not attempted.

The foregoing account of the small changes which have been made in the Crossley telescope and its accessories may appear to be unnecessarily detailed, yet these small changes have greatly increased the practical efficiency of the instrument, and, therefore, small as they are, they are important. Particularly with an instrument of this character, the difference between poor and good results lies in the observance of just such small details as I have described.

At present the Crossley reflector is being used for photographing nebulae, for which purpose it is very effective. Some nebulae and clusters, like the great nebula in Andromeda and the Pleiades, are too large for its plate ($3\frac{1}{4} \times 4\frac{1}{4}$ in.), but the great majority of nebulae are very much smaller, having a length of only a few minutes of arc, and a large-scale photograph is required to show them satisfactorily. It is particularly important to have the images of the involved stars as small as they can be made.

Many nebulae of Herschel's I and II classes are so bright that fairly good photographs can be obtained with exposures of from one to two hours; but the results obtained with full-light action are so superior to these, that longer exposures of three and one half or four hours are always preferred. In some exceptional cases, exposures of only a few minutes are sufficient. The amount of detail shown, even in the case of very small nebulae, is surprising. It is an interesting fact that these photographs confirm (in some cases for the first time) many of the visual observations made with the six-foot reflector of the Earl of Rosse.

Incidentally, in making these photographs, great numbers of new nebulae have been discovered. The largest number that I have found on any one plate is thirty-one. Eight or ten is not an uncommon number, and few photographs have been obtained which do not reveal the existence of three or four. A catalogue of these new objects will be published in due time.

Some of the results obtained with the Crossley reflector, relating chiefly to particular objects of some special interest, have already been published. The photographs have also permitted some wider conclusions to be drawn, which are constantly receiving further confirmation as the work progresses. They may be briefly summarized as follows:

- 1. Many thousands of unrecorded nebulae exist in the sky. A conservative estimate places the number within reach of the Crossley reflector at about 120,000. The number of nebulae in our catalogues is but a small fraction of this.*
- 2. These nebulae exhibit all gradations of apparent size, from the great nebula in Andromeda down to an object which is hardly distinguishable from a faint star disk.*
- 3. Most of these nebulae have a spiral structure.*

To these conclusions I may add another, of more restricted significance, though the evidence in favour of it is not yet complete. Among the objects which have been photographed with the Crossley telescope are most of the "double" nebulae figured in Sir John Herschel's catalogue (Phil. Trans., 1833, Plate XV). The actual nebulae, as photographed, have almost no resemblance to the figures. They are, in fact, spirals, sometimes of very beautiful and complex structure; and, in any one of the nebulae, the secondary nucleus of Herschel's figure is either a part of the spiral approaching the main nucleus in brightness, or it cannot be identified with any real part of the object. The significance of this somewhat destructive conclusion lies in the fact that these figures of Herschel have sometimes been regarded as furnishing analogies for the figures which Poincaré had deduced, from theoretical considerations, as being among the possible forms assumed by a rotating fluid mass; in other words, they have been regarded as illustrating an early stage in the development of double star systems. The actual conditions of motion in these particular nebulae, as indicated by the photographs, are obviously very much more complicated than those considered in the theoretical discussion.

While I must leave to others an estimate of the importance of these conclusions, it seems to me that they have a very direct bearing on many, if not all, questions concerning the cosmogony. If, for example, the spiral is the form normally assumed by a contracting nebulous mass, the idea at once suggests itself that the solar system has been evolved from a spiral nebula, while the photographs show that the spiral nebula is not, as a rule, characterized by the simplicity attributed to the contracting mass in the nebular hypothesis. This is a question which has already been taken up by Professor Chamberlin and Mr. Moulton of the University of Chicago.

The Crossley reflector promises to be useful in a number of fields which are fairly well defined. It is clearly unsuitable for photographing the Moon and planets, and for star charting. On the other hand, it has proved to be of value for finding and photographically observing asteroids whose positions are already approximately known.

One of the most fruitful fields for this instrument is undoubtedly stellar spectroscopy. Little has been done in this field, as yet, with the Crossley reflector, but two spectrographs, with which systematic investigations will be made, have nearly been completed by the Observatory instrument-maker. One of these, constructed with the aid of a fund given by the late Miss C. W. Bruce, has a train of three 60° prisms and one 30° prism, and an aperture of two inches; the other, which has a single quartz prism, will, I have reason to expect, give measurable, though small, spectra of stars nearly at the limit of vision of the telescope.

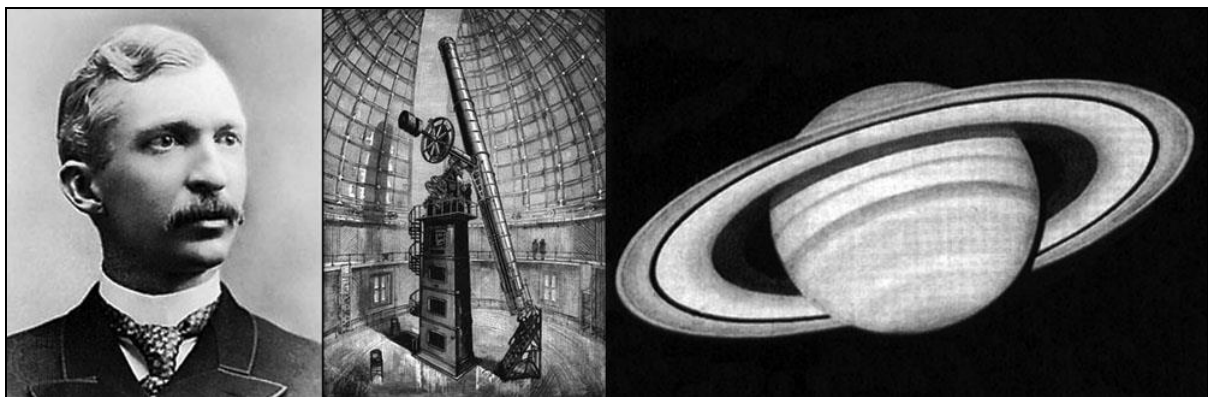
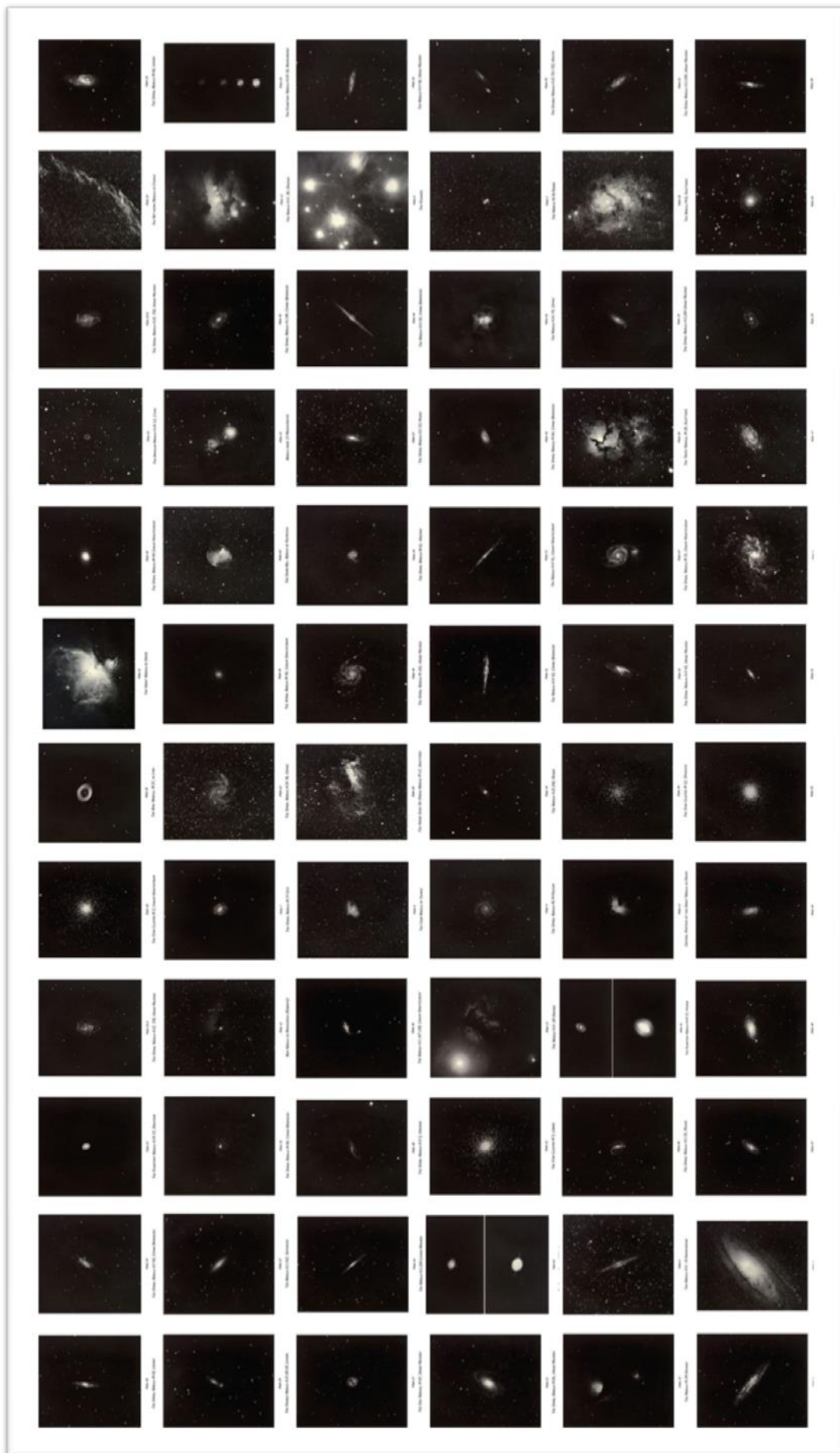


Figure 4- James Edward Keeler (left), Lick Observatory 36" refractor (centre), drawing of Saturn made by Keeler in January 7, 1888 (right).

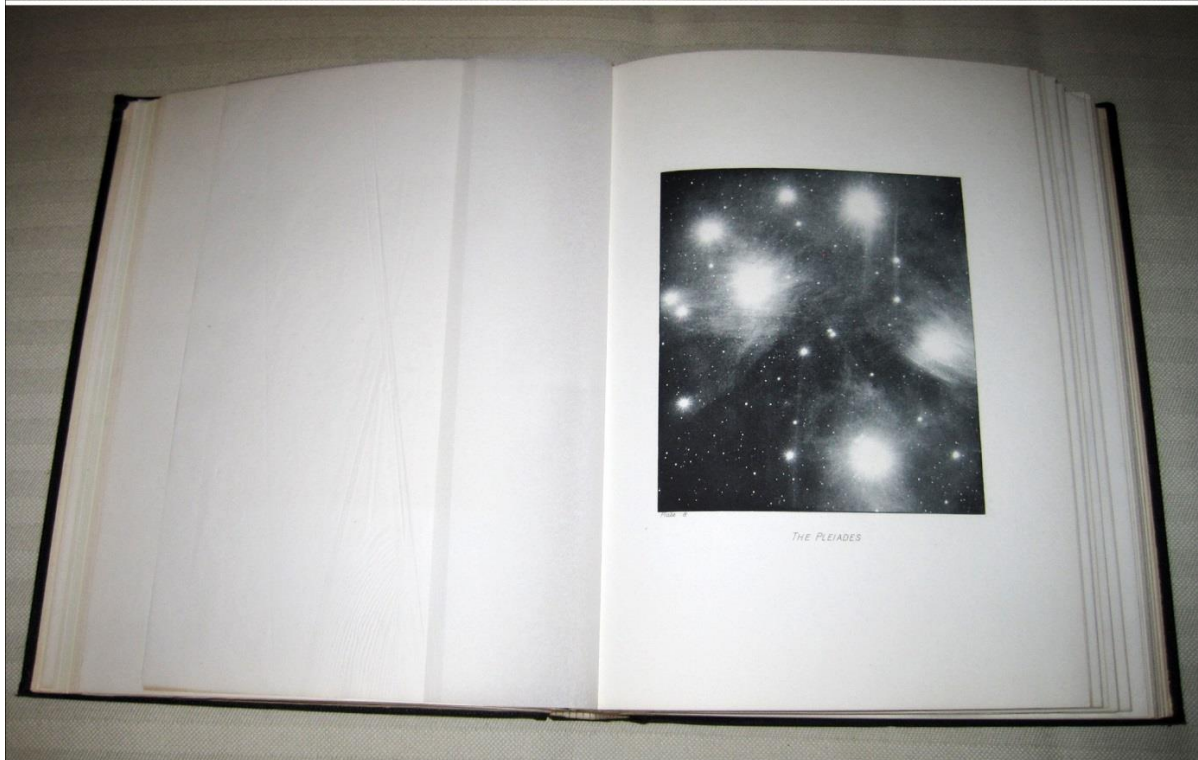
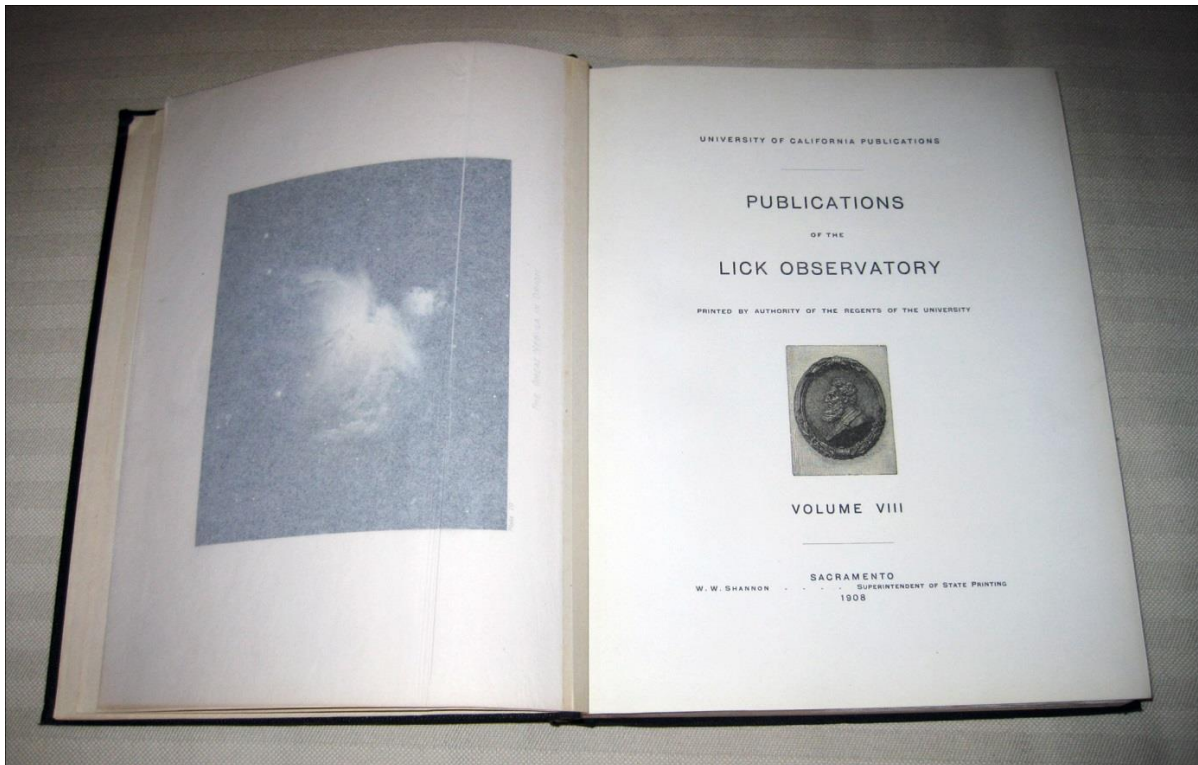
LIST OF ILLUSTRATIONS.

No.	N.G.C. No.	Date.	Exposure.	Enlargement.	Orientation Top.	Remarks	
1	224	1899, September 7	h m	3 0	2.0	W	Great nebula in <i>Andromeda</i> .
2	253	1902, December 18-20	3 0	2.5	S	H V, 1.	
3	598	1899, September 12	3 30	2.1	W	M 33.	
4	628	1899, October 31	4 0	3.4	S	M 74.	
5	650	1899, September 11	3 0	3.4	S	M 76.	
6	891	1899, November 6	4 0	3.4	S	H V, 19.	
7	1068	1899, December 3	3 0	7.2	S	M 77.	
8	..	1899, December 28	4 0	2.1	W	<i>Pleiades</i> .	
9	1952	1899, December 24	2 0	3.4	S	Crab nebula.	
10	..	1898, November 16	0 40	2.2	S	Great nebula in <i>Orion</i> .	
11	..	1899, February 9	0 5	2.5	S	Great nebula in <i>Orion</i> .	
12	1977	1900, January 21	2 50	2.4	S	H V, 30.	
13	2024	1902, January 28	3 0	2.4	S	H V, 28.	
14	2068	1902, November 26	3 0	2.4	S	M 78.	
15	2264	1903, February 23	3 0	2.5	S	Nebula near 15 <i>Monocerotis</i> .	
16	..	1903, February 26	4 0	2.5	S	New nebula in <i>Monoceros</i> (Roberts).	
17	2403	1900, February 27	4 0	3.4	S	H V, 44.	
18	2683	1900, February 23	3 20	3.3	S	H I, 200.	
19	2841	1901, April 17	3 0	3.4	S	H I, 205.	
20	2903-5	1900, February 24	3 30	3.4	S	H I, 56, 57.	
21	3031	1900, March 21	3 55	3.4	S	M 81.	
22	3115	1901, April 9	2 30	5.0	S	H I, 163.	
23	3198	1900, March 24	4 0	4.3	S	H I, 199.	
24	3226-7	1901, April 10	3 0	3.4	S	H II, 28, 29.	
25 ₁	3242 {	1901, April 9	0 1	20	S	H IV, 27.	
25 ₂		1901, April 8	0 10	20	S	H IV, 27.	
26	3556	1902, May 3	4 0	3.3	S	H V, 46.	
27	3587	1900, March 28	4 0	3.3	S	Owl nebula.	
28	3623	1900, April 23	3 30	3.8	S	M 65.	
29	3627	1900, April 23	3 30	4.3	S	M 66.	
30 _A	3726	1900, March 29	4 0	4.9	S	H II, 730.	
30 _B	3726	1900, March 29	4 0	4.9	S	H II, 730.	
31	4244	1900, March 30	3 0	3.7	S	H V, 41.	
32	4254	1902, June 7	3 19	3.7	S	M 99.	
33	4258	1903, May 23	3 53	3.8	S	H V, 43.	
34	4303	1900, April 27	3 0	3.4	S	M 61.	
35	4321	1901, April 19	3 0	4.2	S	M 100.	
36	4485-90	1901, April 17	1 45	4.4	S	H I, 197-8.	
37	4501	1902, June 27-28	3 0	3.9	S	M 88.	
38	4536	1903, May 27	3 30	3.3	S	H V, 2.	
39	4559	1901, May 9	3 0	3.4	S	H I, 92.	
40	4565	1901, April 21	3 0	3.3	S	H V, 24.	
41	4631	1902, June 6	3 0	3.3	S	H V, 42.	
42	4725	1902, June 30-July 2	3 32	3.4	S	H I, 84.	
43	4736	1902, July 7	0 30	3.3	S	M 94.	
44	4736	1902, July 4	3 0	3.3	S	M 94.	
45	4826	1900, May 27	2 30	3.8	S	M 64.	
46	5055	1902, July 5	3 30	3.3	S	M 63.	
47	5194-5	1899, May 10	4 0	3.3	S	M 51.	
48	5272	1900, May 22	1 30	3.8	S	M 3.	
49	5457-8	1899, June 8	4 0	3.2	S	M 101.	
50	5857-9	1900, May 31	2 30	7.2	S	H II, 751-2.	
51	5866	1902, July 28	3 0	4.9	S	H I, 215.	
52	5904	1900, May 24	1 30	3.7	S	M 5.	
53	6205	1900, June 22	2 0	3.8	S	M 13.	
54	6218	1899, July 11	2 0	3.7	S	M 12.	
55	6514	1899, July 6	3 0	4.1	S	Trifid nebula.	
56	6523	1899, July 7	4 0	2.0	W	M 8.	
57	6543	1899, August 8	0 5	19	S	H IV, 37.	
58	6618	1899, July 9	4 0	3.1	S	Omega nebula.	
59	6720	1899, July 14	0 10	13	S	M 57.	
60	6853	1899, July 31	3 0	3.8	S	Dumb-Bell nebula.	
61	6894	1899, August 9	1 0	7.2	S	H IV, 13.	
62	6946	1899, August 7	4 0	3.9	S	H IV, 76.	
63	6995	1899, August 29	4 0	2.2	S	Network nebula in <i>Cygnus</i> .	
64	7009 {	1899, July 28	0 10	} 17	S {	H IV, 1.	
65		1899, July 30	0 2			H IV, 1.	
66	7023	1903, August 19-20	3 0	3.8	S	H IV, 74.	
67	7217	1899, August 12	4 0	7.1	S	H II, 207.	
68	7331	1899, August 11	4 0	3.8	S	H I, 53.	
68	7479	1899, August 9	2 0	4.8	S	H I, 55.	
69	7662	1899, September 5	10 ^s 20 ^s { 30 ^s 1 ^m 2 ^m	} 17	S	H, IV, 18.	
70	7814	1899, September 30	3 0	4.9	S	H II, 240.	





NOTE- In the original negatives of subjects 10 and 12, there are faint dark rings immediately surrounding some of the stars in the denser parts of the nebulosity. This effect has no doubt been accentuated in the subsequent photographic processes. On the plates of these two subjects in the completed volume, these rings are very distinct and give rise to a suspicion that the effect has been enhanced by the engraver. A critical examination of the prints seems to confirm this view. In the original proofs these rings were inconspicuous and were not noticed. The processes of steel-facing and printing appear to have increased the effect markedly, as it is much stronger on the sheets printed for the edition than in any of the early proofs. Inasmuch as these effects were not and could not be discovered until the sheets were assembled in Sacramento for binding, it has not been thought desirable to delay the issue of the volume for several weeks additional in order to have new plates and new prints of these subjects made by the distant engraver. Lick Observatory, Mount Hamilton, November, 1908.



Keeler, J.E. (1908). *Photographs of nebulae and clusters made with the Crossley reflector.*
Author's personal copy.