



APAA

Associação
Portuguesa
de Astrónomos
Amadores

ASTRONOMIA de Amadores

N.º 49 Julho/Dezembro 2015



A TERRA, A MILHA E O NÓ - Guilherme de Almeida

EFEITOS DA POLUIÇÃO LUMINOSA no espectáculo do céu nocturno - Guilherme de Almeida

HISTORY OF ASTROPHOTOGRAPHY TIMELINE - Pedro Ré

DESLOCAMENTO DO PLANO FOCAL nos telescópios Schmidt-Cassegrain e Maksutov-Cassegrain, em função de pequenos deslocamentos do espelho primário - Guilherme de Almeida

SAGA DA CONSTRUÇÃO DE UM ESPECTROSCÓPIO AMADOR DE BAIXO CUSTO - Primeira Parte
João Alveirinho Correia

DETERMINAÇÃO DA DIMENSÃO DA ABERTURA DE UMA FENDA ÓPTICA ATRAVÉS DO MÉTODO
E INTERFERÊNCIA DE FRAUNHOFER - João Alveirinho Correia

ASTRONOMIA DE AMADORES

Revista de divulgação astronómica (n.º 49) — Julho/Dezembro — 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 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

A TERRA, A MILHA E O NÓ	4
Guilherme de Almeida	
EFEITOS DA POLUIÇÃO LUMINOSA no espectáculo do céu nocturno	8
Guilherme de Almeida	
HISTORY OF ASTROPHOTOGRAPHY TIMELINE	14
Pedro Ré	
DESLOCAMENTO DO PLANO FOCAL nos telescópios Schmidt- -Cassegrain e Maksutov-Cassegrain, em função de pequenos deslocamentos do espelho primário	43
Guilherme de Almeida	
SAGA DA CONSTRUÇÃO DE UM ESPECTROSCÓPIO AMADOR DE BAIXO CUSTO — Primeira Parte.....	47
João Alveirinho Correia	
DETERMINAÇÃO DA DIMENSÃO DA ABERTURA DE UMA FENDA ÓPTICA ATRAVÉS DO MÉTODO DE INTERFERÊNCIA DE FRAUNHOFER	52
João Alveirinho Correia	



NGC6888 + PN G75.5+1.7 (Nebulosa do Crescente + Nebulosa Bolha de Sabão) – Paulo Lobão
Takahashi FS102NSV + Redutor Takahashi (F/8 @ F/6.2)
QSI 532WS-M1 -, Losmandy G11 Gemini I
Filtros: Astrodon Ha-5nm, OIII-3nm
Exposições: Ha-25x 1800s (bin1x1); OIII-25x 1800s (bin1x1)
Tempo total de exposição: 1500 minutos

A TERRA, A MILHA E O NÓ



Guilherme de Almeida
g.almeida@vizzavi.pt

Resumo

Na navegação, é comum as distâncias medirem-se em milhas náuticas e as velocidades em nós. Uma milha náutica vale 1852 m, um número nada redondo, ou seja, uma unidade aparentemente "esquisita". E não é verdade que usamos todos os dias o quilómetro? Podemos perguntar-nos o que é que esta unidade terá assim de tão interessante ou vantajoso para continuar a ser usada nos contextos ligados à navegação ou à aeronáutica. É o que vamos ver neste artigo.

Palavras-Chave: Terra; unidades de comprimento; milha náutica, nó.

Abstract

In navigation work it is very common the measurement of distances in nautical miles and speeds in knots. One nautical mile equals 1852 m, not a very practical number, so the mile is an apparently "odd" unit. We actually use the kilometer on a daily base, right? So we can ask why on earth is that unit so interesting, or convenient to be used in navigation or aeronautics. That's what we will see.

Keywords: Earth; length units, nautical mile; knot.

I. A milha náutica

Historicamente, a milha náutica foi definida como o comprimento de um arco de meridiano (direcção norte-sul) correspondente a um minuto de arco. A definição internacional da milha marítima, baseada em determinações mais rigorosas, foi adoptada em 1929 pela I Conferência Hidrográfica Internacional Extraordinária (*First International Extraordinary Hydrographic Conference*), realizada no Mónaco, e fixada exactamente em 1852 m [BIPM, 2006]. A milha náutica é, desde então denominada *milha marítima internacional*); antes dessa data existiam diferentes definições com valores ligeiramente diferentes entre si

De onde vieram esses 1852 m? A milha náutica (que passou a ser designada como milha marítima internacional) corresponde à distância medida sobre a superfície terrestre por cada minuto de latitude, ou de longitude (V. nota final 1), que nos deslocamos. Na verdade, medindo o raio equatorial da Terra 6 378,137 km e o raio polar 6 356,752 km, obtemos um raio terrestre *médio* de 6367,444 km. Na Terra, a diferença entre o raio polar e o raio equatorial vale apenas 21,385 km, o que representa 0,336% do raio terrestre médio [Ferreira e Almeida, 2003]. Por isso, em primeira

aproximação, podemos tomar a Terra como uma esfera com o raio médio de 6367,444 km. Usando este raio terrestre médio, e assumindo a Terra como uma esfera, o seu perímetro vale

$$P = 2\pi R = 2 \times 3,1416 \times 6367,444 = 40\,007,834 \text{ km.}$$

Estes 40 007,834 km correspondem a uma circulação completa em torno do globo (360°), ou seja, uma volta ao mundo segundo um círculo máximo; por outras palavras, ao longo do equador ou segundo um qualquer meridiano (pois todos os meridianos são círculos máximos). Fazendo as contas para cada grau, obtemos

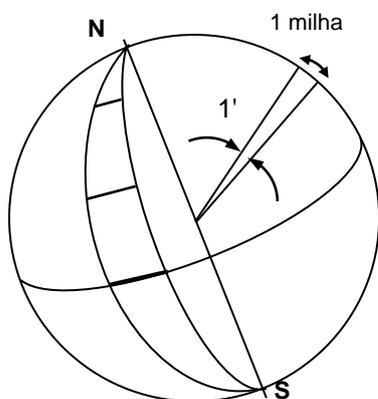
$$40\,007,844 \text{ km} / 360^\circ = 111,133 \text{ km.}$$

Podemos ver que, *em média*: um arco de 1° na superfície da Terra corresponde a cerca de 111 quilómetros. Calculando a distância que corresponde a cada minuto de arco ($'$), e como $1^\circ = 60'$, ou seja, $1' = (1/60)^\circ$, concluímos facilmente que $111,133 \text{ km} / 60' = 1,8522 \text{ km}$ por cada minuto de arco, ou seja, 1852,2 m (é por isso que a milha tem o valor referido. E qual é, afinal, a vantagem de se utilizar uma unidade (à primeira impressão) assim tão estranha?

II. Vantagens da definição da milha marítima internacional

No âmbito da navegação marítima e aérea, a milha marítima internacional (que para simplificar abreviaremos para "milha náutica" ou "milha marítima") é uma unidade de distância muito conveniente por poder ser medida directamente sobre os mapas e cartas náuticas, independentemente da sua escala, utilizando o minuto de meridiano como unidade: daí a persistência do seu uso. Os resultados anteriores significam que:

1. Uma deslocação de uma milha, num navio a navegar na direcção norte-sul (ou seja, ao longo de um meridiano), traduz-se automaticamente numa variação de latitude de 1 minuto de arco; se avançarmos 60 milhas a nossa latitude terá variado um grau. Do mesmo modo, navegando ao longo do equador, por cada milha percorrida a longitude do nosso navio ter-se-á alterado em um minuto de arco; se o percurso for de 60 milhas a longitude altera-se de um grau.
2. Por outro lado, raciocinando no sentido inverso, uma variação de latitude de $1'$, na posição do navio, significa que avançamos uma milha para norte ou para sul; uma variação de 1° significará que avançamos 60 milhas. Se viajarmos ao longo do equador, por cada minuto de variação da longitude na nossa posição teremos navegado uma milha para este ou para oeste; e 60 milhas por cada grau.



Representação do comprimento do arco de meridiano (1 milha) correspondente ao ângulo de 1 minuto. Esquema fora de escala, para maior clareza. Guilherme de Almeida, 2011.

Se fosse utilizado o quilómetro teríamos de fazer contas menos práticas, pois 1 km à superfície da Terra significa um arco de 0,5399568'. Vê-se assim uma enorme vantagem: navegando ao longo de círculos máximos, podemos fazer corresponder facilmente as distâncias percorridas, em milhas, com variações das coordenadas locais e vice-versa. Dado que a altitude a que os aviões comerciais voam (cerca de 11 km) é muito menor do que a medida do raio terrestre, o mesmo raciocínio pode aplicar-se à navegação aérea, pois a distância do avião ao centro da Terra pouco difere (percentualmente) do raio terrestre médio. Outra área onde a milha náutica mantém aplicação generalizada é o direito internacional, nomeadamente na fixação das águas territoriais, zonas económicas exclusivas (ZEE) e outras distâncias significativas para efeitos jurídicos e económicos. A generalidade dos tratados internacionais e convenções sobre direito marítimo utiliza a milha náutica.

A milha náutica é uma unidade que não pertence ao Sistema Internacional de Unidades (SI) e o seu uso é desencorajado em conjunto com grandezas expressas em unidades do SI [BIPM, 2006]. Não tem um símbolo oficial e é comum utilizarem-se para ela símbolos como "M", "NM", "nm", ou "nmi" (na literatura anglo-saxónica). A forma "nm" presta-se a confusão pois pode confundir-se com o símbolo internacional do nanómetro (1 nm=0,000 000 001 m). Em português e nas outras línguas latinas usa-se "mn", ou "m.n". Também existe a milha terrestre (V. nota final 2).

Convém tornar claro que, em longitude, uma milha marítima internacional só corresponde a um minuto de arco *no equador* (pois esse é o único círculo máximo na direcção este-oeste). Dado que qualquer outro paralelo tem menor perímetro do que o equador, se navegarmos para este ou para oeste à latitude constante $\varphi \neq 0^\circ$, estaremos a percorrer um paralelo de raio $R \cos\varphi$ (onde R é a medida do raio terrestre médio e φ designa a latitude do navio). Neste caso, por cada milha percorrida a nossa longitude terá variado ($1'/\cos\varphi$). Por exemplo, à latitude 60° , por cada milha percorrida para este ou para oeste, a nossa longitude varia 2', pois $\cos 60^\circ=0,50$ e $1/\cos 60^\circ=2$.

III. A milha marítima e a não esfericidade da Terra

Nas considerações anteriores supusemos a Terra perfeitamente esférica e tomámos a medida do seu raio *médio*. Devido ao ligeiro achatamento da Terra, na realidade, um minuto de arco não corresponde a uma medida uniforme (constante) à superfície da Terra: vai aumentando à medida que nos afastamos do equador. Por isso, o comprimento do arco correspondente a um minuto vale, mais precisamente, 1861 m nos pólos e 1843 m no equador [Chase, 1990].

IV. A milha marítima e o nó

Da definição de milha marítima internacional resulta directamente uma útil unidade de velocidade: o nó. Por definição, um navio que se desloca à velocidade de 1 nó, percorre uma milha marítima internacional por hora. OU seja,

$$1 \text{ nó} = 1 \text{ milha náutica/hora}$$

Daqui resulta uma importante vantagem prática, simplificadora de cálculos: um navio que zarpa à velocidade de n nós, percorre n milhas marítimas internacionais por hora, ou seja percorre n minutos de arco por hora de navegação, desde que o faça ao longo de um círculo máximo. Um navio que "faça" 20 nós, constantemente mantidos, fará 20 milhas por hora. Fará 60 milhas em 3 horas, percorrendo assim um grau, ao longo de qualquer círculo máximo, supondo a Terra esférica.

V. Conclusão

Das razões apresentadas ao longo deste artigo, torna-se clara a justificação para que a milha náutica tenha o valor "irregular" de 1852 m. Este valor está *claramente relacionado* com as dimensões do planeta onde vivemos. Vimos a sua utilidade prática para o navegador, bem como as vantagens da unidade de velocidade, em navegação, que lhe esta associada: o nó.

Referências bibliográficas

- [1] BIPM (Bureau International de Poids et mesures) **The International System of Units (SI)**. Section 4.1 , 8th Edition, Paris, France, 2006.
- [2] FERREIRA , M. e ALMEIDA, G. **Introdução à astronomia e às observações astronómicas**. 7.ª Edição, Plátano Editora, Lisboa 2003.
- [3] CHASE, CARL A. **An Introduction to Nautical Science**. W.W. Norton, New York, 1990
- [4] http://fr.wikipedia.org/wiki/Mille_international

(1)- Para uma definição dos conceitos de latitude e longitude, veja-se Ferreira e Almeida, 2003, (pp. 67-69).

(2)- Os Romanos foram os primeiros a idealizar uma unidade de comprimento (distância) definida com base na anatomia humana. Da Roma Antiga herdámos a primeira milha, que deriva do latim *mille passuum*, que significa mil passos. Para os romanos 1 milha correspondia a 1000 passos duplos dados por um centurião, convencionalmente 1479 m, equivalentes a 5000 pés romanos. Essas medidas não eram rigorosas, pois dependiam do tamanho das pernas do centurião e uma diferença mínima na passada resultava numa grande diferença no final dos 1000 passos. Em registos históricos, a milha romana variava aproximadamente entre 1401 e 1580 metros. Foi este o primeiro povo a usar uma unidade de longa distância definida deste modo. Por isso ficou conhecida como milha romana.

A milha terrestre moderna, correspondente a cerca de um terço da antiga légua, derivou da milha romana e foi definida com carácter mais científico em 1592, no Parlamento inglês (*statute mile*), ao tempo da rainha Elisabeth I. Valia então cerca de 1609 m. Em 1959 foi denominada milha internacional (símbolo mi)e fixada em 1609,344 m [referência [4]].

EFEITOS DA **POLUIÇÃO LUMINOSA** NO ESPECTÁCULO DO CÉU NOCTURNO

GUILHERME DE ALMEIDA
g.almeida(a)vizzavi.pt



1. A poluição luminosa e os seus efeitos na imponência do céu nocturno

A poluição luminosa é o maior inimigo da beleza e imponência do céu nocturno. Devido aos sistemas de iluminação mal dirigidos, mal instalados ou deficientemente projectados, muita luz é lançada, indevidamente, para cima. O resultado prático é que o céu nocturno deixa de ser negro. O número de estrelas visíveis a olho nu diminui drasticamente e as poucas estrelas visíveis tornam-se débeis, ténues representações da sua presença poderosa e fascinante, bem visível sob céus escuros. Tudo isso é o resultado do tom acinzentado do céu afectado pela poluição luminosa excessiva das regiões urbanas e até das áreas suburbanas. Há que melhorar o que já está estragado e preservar o que nos resta. Muitos dos habitantes das cidades nem imaginam o que estão a perder!

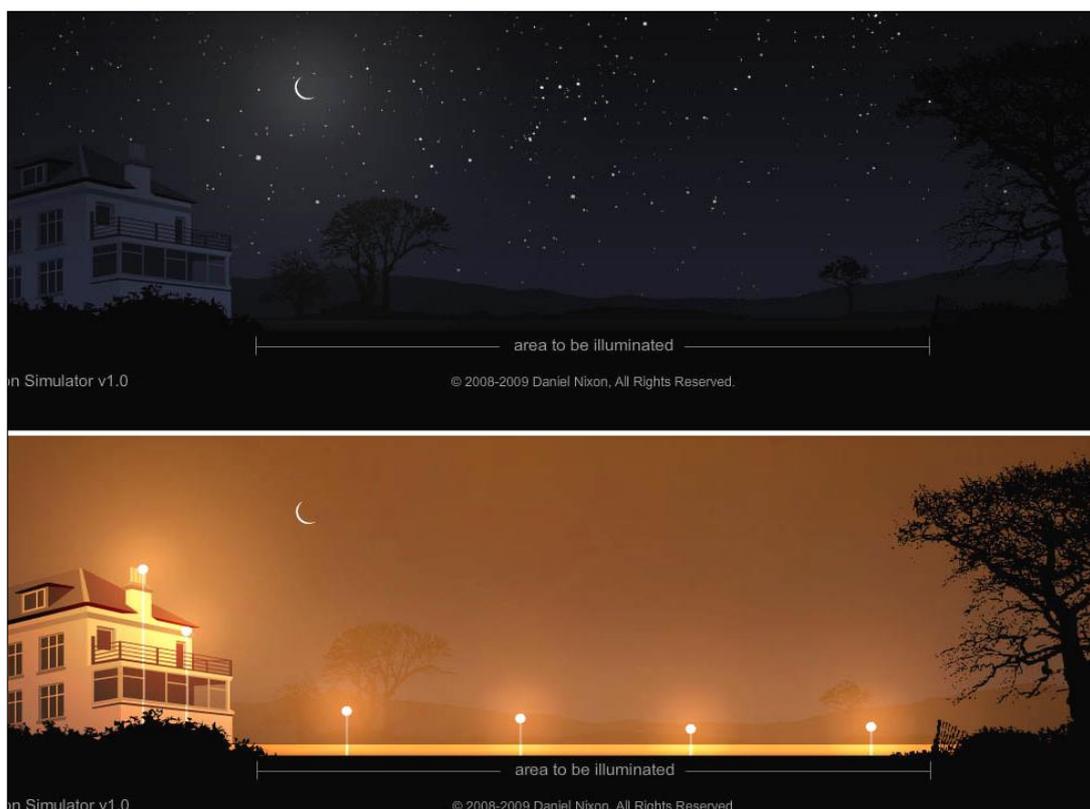


Fig. 1. Simulação do aspecto do céu nocturno. Em cima: sem poluição luminosa; em baixo: com a poluição luminosa produzida por globos iluminantes esféricos, que são os mais poluidores e os menos eficientes. Comparem-se as duas simulações. Imagens realizadas com o simulador disponível em <http://www.britastro.org/dark-skies/simulator.html> (Guilherme de Almeida, 2011).



Fig. 2. Simulação do aspecto do céu noturno, iluminado por candeeiros (rigorosamente chamados *luminárias*) de distribuição semi-limitada. Estes candeeiros ainda permitem a emissão de luz até cerca de 40° acima da horizontal. São pouco melhores do que os da Fig.1 (em baixo) e ainda bastante poluentes. Imagem realizada com o simulador disponível em <http://www.britastro.org/dark-skies/simulator.html>

Os fumos e as partículas em suspensão na atmosfera, assim como os poluentes industriais, agravam os efeitos da poluição luminosa, pois reflectem de volta a luz emitida para cima pelos candeeiros e projectores da iluminação pública, tecnicamente denominados *luminárias*.

Muitas vezes, a iluminação pública, além de excessiva, é mal utilizada. É frequente observar-se que muitos anúncios luminosos permanecem ligados a horas inúteis, assim como a iluminação das fachadas de diversos monumentos, a horas em que não haverá certamente quem os admire. Nas estradas e vias públicas, lançar luz para cima e para os lados será inútil e até perigoso, pois encandeia mais do que ilumina: a luz deve ser predominantemente dirigida para onde interessa, para o chão que pisamos, interceptando-se os raios luminosos descendentes logo que fiquem inclinados mais de 70° relativamente à vertical; mais adiante será a zona a iluminar pelo candeeiro seguinte, e assim sucessivamente. As vantagens destes procedimentos são bem patentes na Fig. 3.



Fig. 3. Simulação do aspecto de céu noturno, iluminado por *luminárias* de emissão limitada, totalmente abaixo do hemisfério inferior. Estas luminárias só permitem a emissão de luz a partir de cerca de 40° abaixo da horizontal. São muito melhores do que os da Fig.2, muito menos poluentes e mais eficientes. Imagem realizada com o simulador já indicado na figura anterior (Guilherme de Almeida, 2011).

2. O brilho aparente das estrelas

Basta olhar para o céu noturno, numa cidade e no campo, para nos apercebermos de que num local de pouca poluição luminosa se podem ver, a olho nu, muito mais estrelas do que num local poluído pela luz. Também nos apercebemos rapidamente de que as estrelas nos mostram diferentes brilhos, desde as mais imponentes, até às mais débeis, já dificilmente visíveis só com os nossos olhos.

Os astrónomos classificam cada estrela, segundo o seu brilho *aparente*, utilizado um valor numérico a que chamam *magnitude visual aparente* dessa estrela (os leitores interessados encontrarão, nas referências finais, informação mais desenvolvida sobre estes conceitos). Esta escala está organizada de tal modo que maior magnitude corresponde a estrelas menos brilhantes e vice-versa. As estrelas mais imponentes são de magnitude 0, outras um pouco menos brilhantes são de magnitude 1, e assim sucessivamente, até que as de magnitude 6 são as que podem ser detectadas de um local razoavelmente escuro, já no limite da capacidade visual humana; em locais excepcionais é possível detectar a olho nu estrelas de magnitude 6,5. Acima deste número exigem-se instrumentos de observação. A título de exemplo, a conhecida estrela Polar é de magnitude 2.

3. A magnitude limite como critério indicador do nível de poluição luminosa de um local

A magnitude das estrelas que, vistas de um dado local, estão no limite de detecção visual a olho nu, define a *magnitude limite desse local*. Quanto maior for a magnitude limite acessível de um dado local, menor poluição luminosa terá esse local. Pode afirmar-se que a magnitude limite caracteriza o nível de poluição luminosa de um dado local e a "qualidade do céu desse local" do ponto de vista da detecção de estrelas. Se a magnitude limite de um local "A" for maior do que a de outro local "B" (por exemplo 6, em vez de 4) o número de estrelas observáveis numa dada região do céu será muito maior quando visto do local "A" e todas as estrelas se apresentam mais brilhantes vistas desse local do que do local "B": o céu do local "A" terá maior qualidade do que o céu do local "B". Para a apreciação da qualidade do céu de um dado local podemos socorrer-nos, por exemplo, da observação da Ursa Maior (Fig.4) ou, de uma forma ainda mais exigente, da Ursa Menor (Fig 5).

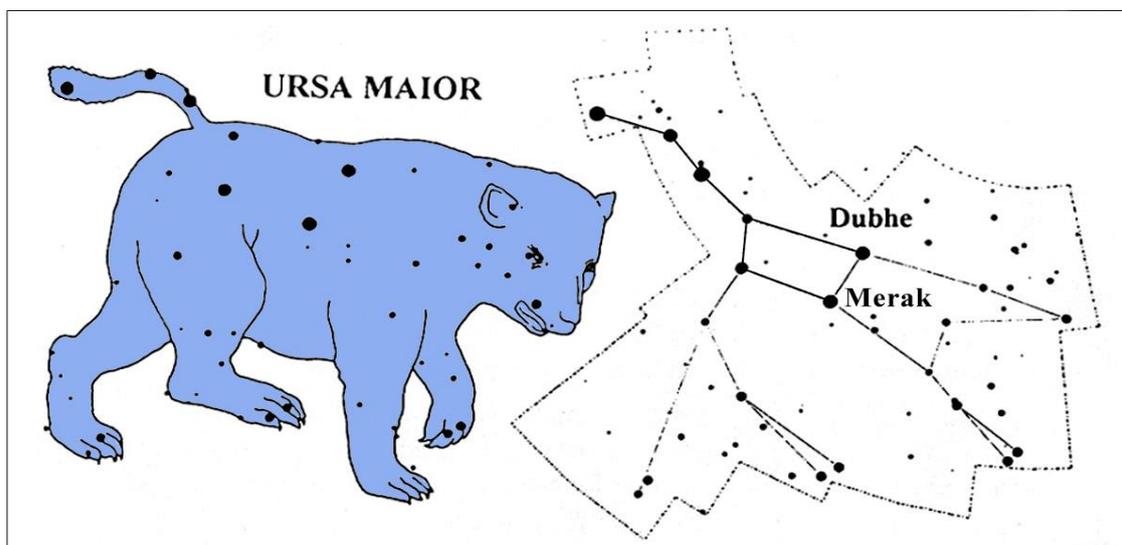


Fig. 4. A constelação da Ursa Maior, tal como foi imaginada no Atlas de Bayer (1690), à esquerda, e numa representação actual. As sete estrelas da Ursa Maior ligadas pelos traços mais espessos constituem o asterismo vulgarmente conhecido (na linguagem popular) como *Arado*, *Grande Carro*, ou *Caçarola*. A partir da Ursa Maior, seguindo o alinhamento de *Merak* para *Dubhe* encontra-se a Estrela Polar como se mostra na última imagem da Fig. 5. (Guilherme de Almeida, 2011).

Num mesmo local, a magnitude limite pode variar com a transparência do ar em cada noite e, por isso, a magnitude limite de um local refere-se geralmente a noites de ar limpo. A magnitude limite num dado local é máxima na direcção do *zénite*, ou seja quando olhamos na vertical, para cima.

Para reduzir substancialmente a poluição luminosa é necessário estudar as alternativas possíveis e sensibilizar a opinião pública para os efeitos prejudiciais da poluição luminosa. É preciso preservar o céu nocturno como valor cultural, espectáculo grandioso e também no âmbito das observações

astronómicas. Para que as gerações futuras não fiquem privadas desta maravilha natural. Todos perdemos com a delapidação desse espectáculo glorioso.

Existem métodos sofisticados para avaliar o nível de poluição luminosa de um local. Mas há um critério simples e prático ao alcance de todos: comparar a quantidade de estrelas visíveis a olho nu na mesma região do céu, vista de diferentes locais de observação. Este procedimento pode ser posto em prática aguardando *previamente* cerca de 15 minutos para que os olhos se adaptem à obscuridade. A Fig. 4 compara o aspecto da mesma região do céu (Ursa Menor), vista a olho nu de locais com diferentes valores da magnitude limite.

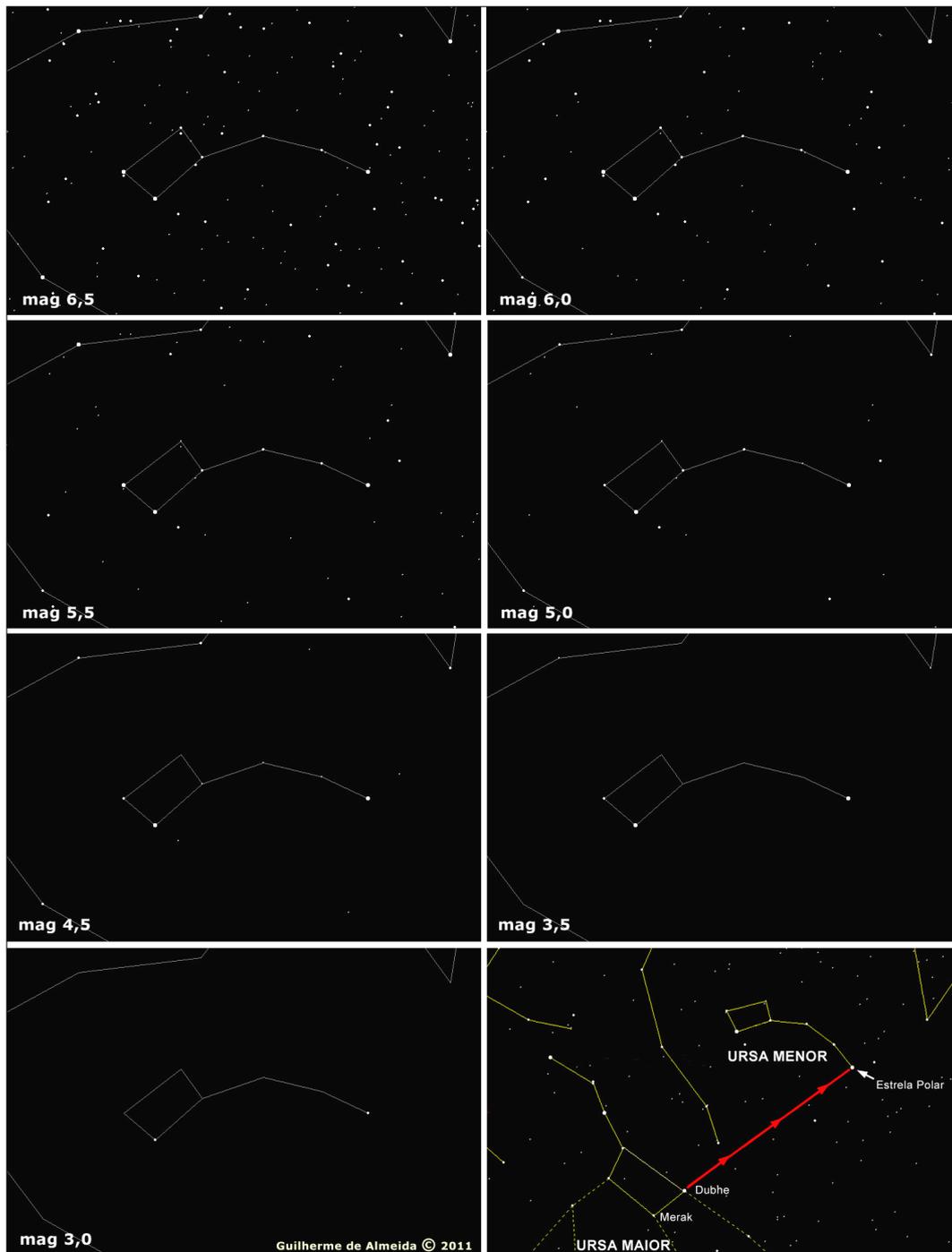


Fig. 4. Simulação do aspecto da região da Ursa Menor, em diferentes condições de poluição luminosa. Em cada imagem, a magnitude limite zenital vai indicada abreviadamente com "mag". A imagem do canto inferior direito mostra como localizar a Ursa Menor e a estrela Polar (de magnitude 2), a partir da identificação da Ursa Maior, seguindo a seta vermelha. Guilherme de Almeida 2001 (imagens produzidas com o software *Skymap Pro 5*)

4. A poluição luminosa e a qualidade do céu

Entre o céu ideal, que é muito escuro, e o mais poluído dos céus há níveis intermédios de poluição luminosa. Num céu mais escuro (menos poluído) as estrelas vêem-se muito melhor e muitos outros alvos tornam-se acessíveis à nossa observação, incluindo outros objectos, ditos "objectos do céu profundo" (enxames de estrelas, nebulosas e a galáxias), *alguns* dos quais são visíveis a olho nu se a poluição luminosa for suficientemente baixa, o que enriquece a observação do céu. As observações dos objectos celestes mais débeis são também impedidas pelo luar, que é um factor negativo neste tipo de observações, mas é um inconveniente fácil de contornar desde que se aproveitem (para observar o céu estrelado) as noites, ou horas nocturnas, em que a Lua não está acima do horizonte.

Entende-se que o céu é de maior "qualidade" (para as observações astronómicas) quando a poluição luminosa é praticamente nula e a transparência atmosférica é irrepreensível: um céu de boa qualidade é um céu *escuro*. A transparência varia com as condições atmosféricas existentes no momento da observação, mas a poluição luminosa é quase "característica" do local. Por isso, ao apreciar as condições de um local para as observações do céu profundo toma-se a poluição luminosa como critério principal.

É possível classificar a *qualidade do céu* (quanto às observações astronómicas) em diferentes níveis, cujo número é obviamente arbitrário. Indicam-se na tabela seguinte alguns critérios baseados em cinco níveis, numerados de 1 a 5. A tabela pode ser comparada com a Fig. 4.

Apreciação	Magnitude limite	Aspectos descritivos
1- Mau	2 a 4	Poucas estrelas detectáveis a olho nu. É o céu típico acessível do centro de uma grande cidade com um milhão de habitantes, ou nos arredores próximos. Este céu é mais brilhante do que o céu dos ambientes rurais com lua-cheia. A visão do céu é decepcionante.
2- Mediocre	4,5 a 5	É o céu que se pode ver quando nos encontramos nos arredores de uma grande cidade. Podem observar-se poucos objectos do céu profundo, mas sua visão é menos espectacular do que no nível 4. A visão do céu é melhor do que no nível 1, mas continua pouco interessante.
3- Razoável	5,5	Céu observável a alguns quilómetros de uma grande cidade, as condições são bastante melhores do que as do nível 2 e já se podem detectar a olho nu alguns objectos do céu profundo, embora nestas condições sejam menos espectaculares do que no nível 4. O céu começa a revelar-se mais povoado e interessante.
4- Bom	6	É o céu observável a poucas dezenas de quilómetros das grandes cidades, com poucas luzes nas proximidades. O número de estrelas observáveis a olho nu é consideravelmente superior ao que se verifica no nível 3. O céu nocturno já se mostra majestoso, mas ainda não se revelou completamente.
5- Excelente	6,2 a 6,5 (sobretudo em locais de altitude elevada).	Trata-se de uma situação muito difícil de encontrar, exigindo um afastamento de mais de 100 km das grandes cidades e a ausência de quaisquer luzes significativas num raio de alguns quilómetros. O aspecto do céu é grandioso e imponente. Locais destes constituem verdadeiros paraísos de observação astronómica.

A caracterização geográfica dos locais-tipo indicados não significa que, nesses locais, *todas* as noites sejam assim, pois algumas vezes haverá neblinas que baixem a substancialmente a transparência atmosférica. Um céu escuro é *o factor mais importante* nas observações do céu profundo.

Poucos de nós têm o privilégio de viver num local com boas condições para desfrutar do espectáculo glorioso do céu nocturno genuíno (a qualquer nível de observação). É por isso recomendável aproveitar o mais possível as oportunidades que permitam aceder a um céu escuro. A **Reserva Dark Sky**, no Alqueva, é um excelente projecto nesse sentido.

Referências

- [1] FERREIRA, M. E ALMEIDA, G.— *Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas*, 7.ª ed., Plátano Editora, Lisboa, 2004.
- [2] ALMEIDA, G.— *Telescópios*, Plátano Editora, Lisboa, 2004.
- [3] ALMEIDA, G.— *Norman Pogson e a escala de magnitudes estelares*, 2011, artigo online acessível em:
http://www.apaaweb.com/index.php?option=com_content&view=article&id=97:magnitudes-estelares&catid=21:diversos&Itemid=27
- [4] Artigo sobre poluição luminosa: http://www.astronomia2009.org/documentos/Poluicao_Luminosa_GAlmeida.PDF
- [5] Simulador dos efeitos da poluição luminosa: <http://www.britastro.org/dark-skies/simulator.html>

History of Astrophotography Timeline

Pedro Ré

<http://astrosurf.com/re>

1800- Thomas Wedgwood (1771-1805) produces "sun pictures" by placing opaque objects on leather treated with silver nitrate; resulting images deteriorated rapidly.

1814- Joseph Von Fraunhofer (1787-1826) discovered the absorption lines in the Solar Spectrum.

1816- Joseph Nicéphore Niépce (1765-1833) combines the "dark room" camera with photosensitive paper.

1825- First surviving photograph taken by Nicéphore Niépce.

1826- Joseph Niépce produces the first permanent image (Heliograph) using a "dark room" camera and white bitumen.

1829- Niépce and Louis Daguerre (1787-1851) sign a ten year agreement to work in partnership while developing their new recording medium.

1834- Henry Fox Talbot (1800-1877) creates permanent (negative) images using paper soaked in silver chloride and fixed with a salt solution. Talbot created positive images by contact printing onto another sheet of paper. Talbot's *The Pencil of Nature*, published in six steps between 1844 and 1846, was the first book to be illustrated entirely with photographs.

1836- David Brewster (1781-1868) found that certain absorption lines in the Solar Spectrum correspond to "atmospheric lines" originated in the Earth's atmosphere.

1837- Louis Daguerre creates images on silver-plated copper, coated with silver iodide and "developed" with warmed mercury (first Daguerreotypes).

1839- Louis Daguerre patents the Daguerreotype. The Daguerreotype process is released for general use in return for annual state pensions given to Daguerre and Isidore Niépce (Louis Daguerre's son): 6000 and 4000 francs respectively.

1839- John Frederick William Herschel (1792-1871) uses for the first time the term *Photography* (meaning writing with light).

1839- First unsuccessful Daguerreotype of the moon obtained by Daguerre (blurred image – long exposure).

1839- François Jean Dominique Arago (1786-1853) announces the Daguerreotype process at the French Academy of Sciences (January, 7 and August, 19). Arago predicts the future use of the photographic technique in the fields of selenography, photometry and spectroscopy.

1839- John Herschel photographs the solar spectrum on silver chloride paper. This photograph was made using a Fraunhofer prism. Herschel was unable to fix the image which faded after a few days.

1840- John William Draper (1811-1882) obtains the first successful (correctly exposed) Daguerreotype of the moon using a 13 cm reflector with a long focal length (20 min exposure).

1841- Henry Talbot patents his process under the name "Calotype".

1842- Austrian astronomer Gian Alessandro Majocchi obtains the first photograph of the partial phase of a solar eclipse on a Daguerreotype in July 8 (2 min exposure).

1842- John William Draper photographs the solar spectrum on July 27.

1843- William Parsons (1800-1867) 3rd Earl of Rosse completes the 72-inch reflector "*Leviathan of Parsonstown*" at Birr Castle (Ireland).

1844/1845- A large number of Daguerreotypes of the sun were obtained by Armand Hippolyte Louis Fizeau (1819-1896) and Jean Bernard Léon Foucault (1818-1868) at the Paris observatory. Only one of these photographs, taken on April 2, survived.

1847- First light of the Harvard College Observatory 15-inch (38 cm) refractor made by Merz & Mahler (Munich, Germany).

1849/1852- William Cranch Bond (1789-1859) and John Adams Whipple (1822-1891) obtain a series of lunar Daguerreotypes with the 38 cm Harvard refractor (40 s exposures).

1850- First star photograph (α Lyrae, Vega) obtained by John Adams Whipple and George Phillips Bond (1825-1865) using the 38 cm Harvard refractor (Daguerreotype, 100 s exposure).

1851- Frederick Scott Archer (1813-1857) improves photographic resolution by spreading a mixture of collodion (nitrated cotton dissolved in ether and alcohol) and chemicals on sheets of glass. Wet plate collodion photography was much cheaper than Daguerreotypes; the negative/positive process permitted unlimited reproductions. The process was published but not patented.

1851- First Daguerreotype of a total eclipse of the Sun obtained by M. Berkowski, recording the inner corona and several prominences (July, 28). In Rome Angelo Secchi (1818-1878) records the partial phases of the eclipse (Daguerreotypes) (162 mm refractor, 2.5 m focal length).

1851- John Adams Whipple records six Daguerreotypes of Jupiter.

1852- First wet plate Collodion images of the Moon obtained by Warren de la Rue (1815-1889) using a 13-inch (33 cm) reflector with 3.05 m focal length. Mount without a clock drive.

1853- J. Phillips photographs the Moon with a 159 mm refractor (3.35 m focal length) (60 s exposures).

1854- Joseph Bancroft Reade (1801-1870) uses a 60 cm reflector to photograph the sun (wet Collodion). These images reveal the solar molten appearance (photosphere).

1855- Warren de la Rue publishes "*A series of twelve photographs of the Moon.*"

1855- The dry Collodion-Albumen process is introduced by Jean Marie Taupenot (1822-1856).

1856/1858- Lewis Morris Rutherfurd (1816-1892) photographs the Moon and the Sun using an achromatic refractor of 285 mm aperture.

1856- The Collotype process is introduced by Louis-Alphonse Poitevin (1819-1882).

1857- George Philips Bond (1825-1865) (son of William C. Bond) photographs (wet collodion) the double star Mizar (ζ UMa) and Alcor (80 UMa) using the 38 cm Harvard refractor.

1857- Warren de la Rue obtains images of Jupiter and Saturn with a 33 cm reflector. The exposures (12 s for Jupiter and 60 s for Saturn) were unsuccessful (the planet images measured only 1/2 mm on the plate).

1858- Warren de la Rue tries to image comet Donati without success. M. Usherwood records the comet with a 7 s exposure (September 27). This is the first successful photograph of a comet.

1858- George Philips Bond shows that the magnitude of stars could be derived from astronomical photographs (stellar photometry).

1958/1859- Warren de la Rue publishes the first stereographs of the Moon (by obtaining images at different librations).

1858/1872- Warren de la Rue obtains daily images of the Sun (weather permitting) using the Kew photoheliograph. A total of 2778 Sun photographs were obtained between the years 1862 and 1872.

1859- Robert Wilhelm Eberhard Bunsen (1811-1899) and Gustav Robert Kirchhoff (1824-1887) describe most of the lines in the solar spectrum.

1860- Warren de la Rue obtains a Collodion of M45 using a 33 cm reflector. The first wide-field photographs were also made with a Portrait lens (Orion).

1860- Warren de la Rue photographs (wet Collodion) the total eclipse of the Sun in Spain (July, 18) with the Kew photoheliograph (60 s exposures). Angelo Secchi also obtains excellent photographs of the same eclipse (Spain).

1861- Warren de la Rue mentions the possibility of conducting a photographic survey to obtain a Star Map of the whole sky (astrometry).

1861- James Clerk Maxwell (1831-1879) demonstrates a color photography system involving three black and white photographs, each taken through a red, green and blue filter.

1863- William Huggins (1824-1910) published a seminal paper entitled "On the Lines in the Spectra of Some Fixed Stars".

1864- The Collodio-Bromide ("*dry collodion*") Process was described by William Blanchard Bolton (1848-1899) and Benjamin Jones Sayce (1837-1895).

1864- William Huggins records the spectra of NGC 6543 (planetary nebula in Draco): Spectrum with a single bright emission line.

1863/1865- Henry Draper (1837-1882) images the Moon using a 40 cm reflector built by himself.

1865- Lewis Morris Rutherfurd obtains excellent Moon images using a specially corrected (photographic) 290 mm lens. He also obtains hundreds of Collodion images of stars and star clusters.

1866- Pietro Angelo Secchi establishes the “*Secchi*” three different classes of stellar spectra.

1866- Pierre Jules César Janssen (1824-1907) refers that the “*Telluric Lines*” in the sun spectra are originated from the presence of water vapour in the Earth’s atmosphere.

1868- Pietro Angelo Secchi described a fourth class of stellar spectra (carbon stars).

1868- Helium is discovered by Pierre Jules Janssen and Joseph Normam Lockyer (1836-1920): total solar eclipse (18th of August).

1869- John Adams Whipple photographs the solar corona during a total eclipse (12th of August).

1869- Pierre Jules Janssen describes the Spectroheliograph.

1871- German astronomer Hermann Carl Vogel (1841-1907) obtains excellent photographs of the Sun using a 294 mm refractor equipped with an electrical shutter (1/5000 to 1/8000s exposures). The period of rotation of the Sun is also measured by measuring the Doppler Shift in the absorption lines of its spectrum.

1871- Richard Leach Maddox (1816-1902), proposes the use of an emulsion of gelatin and silver bromide on a glass plate, the “dry plate” process.

1871- Lord (James Ludovic) Lindsay (1847–1913) photographs the total eclipse of the Sun (12th of December) at Baikul.

1871- Lewis Morris Rutherfurd records the solar molted appearance with some detail (solar granulation).

1872- Benjamim Apthorp Gould (1824-1896) obtains a series of Collodion images of southern star clusters during a ten year period (1872/1882).

1872- Henry Draper records the spectrum of α Lyra using a 720 mm reflector.

1872- Henry Draper records for the first time a star spectrum (Vega) using a 72 cm reflector and a quartz prism.

1873- Hermann Wilhelm Vogel (1834-1898) describes the process of dye sensitization.

1873- Edward Walter Maunder (1851-1928) installs at the Greenwich observatory a photoheliograph to record the Sun on a daily basis. Maunder is best remembered for his study of sunspots and the solar magnetic cycle that led to his identification of the period from 1645 to 1715 known as the *Maunder Minimum*.

1874- Warren De la Rue started using the Kew photoheliograph at the Greenwich Observatory (1874/1882).

1874- Pierre Jules César Janssen develops the photographic revolver to record the transit of the planet Venus across the face of the sun, on 8 December 1874.

1875- Henry Draper photographs the spectra of almost all the bright stars using a 29 cm lens and a quartz prism located close to the photographic plate.

1876- Henry Draper obtains a photographic spectrum of Venus.

1876- William Huggins (1824-1910) uses the dry plate for the first time to record spectra. From 1876 and up to 1886 Huggins photographs the spectra of most first and second magnitude stars (60 min exposures).

1877- In 1876 Jules Janssen presents his first solar photographs to the French Academy of Sciences (10 to 70 cm diameter). These wet Collodion images were obtained with a 150 mm refractor with exposures of 1/500 to 1/6000s. During 1877/1877 Jules Janssen obtains a large number of solar photographs showing the solar granulation (photosphere) for the first time.

1877- Pietro Angelo Secchi adds a fifth class of emission line stars to its classification of stellar spectra.

1878- Charles Harper Bennett (1840-1927) describes a method of increasing the sensitivity of gelatine-silver bromide emulsions.

1878- William Huggins and Margaret Lindsay Murray (1848-1915) obtain a first photographic spectrum of the Moon and Jupiter.

1879- Andrew Ainslie Common (1841-1903) photographs Jupiter using his 91 cm reflector (5.30 m focal length) (1 s exposures, images 1 mm wide).

1879- George Eastman (1854-1932) starts the mass production of dry photographic plates.

1879/1882- Henry Draper photographs the spectra of the Sun, Moon, Mars, Jupiter, Comet C/1881 K1, several stars and the Orion nebula.

1880- Henry Draper obtains the first photograph of the Orion nebula (M 42) on September 30. Draper used a 28 cm Alvan Clark refractor supported by an equatorial mount, also built by Clark (51 min exposure). Draper obtains two other photographs of M 42 during 1881/1882 with longer exposure times (104 min and 137 min) using Gelatine-Bromide plates.

1881- Jules Janssen photographs comet Tebbutt 1881 III on the 1st of July. Janssen used a dry plate and an exposure of 30 min (50 cm $f/3$ instrument). The same comet was also imaged by H. Draper, A. Common and W. Huggins.

1882- David Gill (1843-1914), of Cape observatory, photographs the great comet of 1882 II using a portrait lens of 63 mm aperture ($f/4.5$).

1882- W. Huggins photographs the spectrum of a nebula (M 42) for the first time with a 45 min exposure (7th of March).

1882- Edward Charles Pickering (1846-1919) starts a program of photographic astronomical spectroscopy at the Harvard observatory using objective prisms. This setup enabled Pickering to obtain several spectra on a single plate.

1883- Andrew Ainslie Common photographs the Orion nebula using his 91 cm reflector on the 30th of January. The 37 min exposure reveals stars that were not detected visually, for the first time. On the 28th of February, Common obtains a deeper image with an exposure of 60 min.

1884- George Eastman describes the flexible film made by coating paper in a photographic emulsion.

1885- David Gill and Jacobus Cornelius Kapetyn (1851-1922) start the work on the Cape Photographic Durchmusterung (CPD).

1885- Ladislaus Weinek (1848-1913) obtains the first successful meteor photograph (Klementium Observatory, Prague).

1885/1886- The Henry Brothers: Paul Henry (1848-1905) and Prosper Henry (1849-1903); photograph Jupiter and Saturn using the Paris observatory 33 cm refractor (3.43 m focal length). These were the first successful planetary images.

1885/1899- Isaacs Roberts (1829-1904) obtains a long series of photographs from 1885 to 1897 and publishes two volumes with these results (the first in 1893 and the second in 1899, both with the same title *Photographs of Stars, Star Clusters and Nebulae*).

1886- Eugen Van Gothard (1857-1909) obtains photographs of the Ring Nebula (M 57) and detects its central star (25 cm reflector).

1886- First asteroid photograph (No. Sappho) by Isaacs Roberts (30th of December).

1886- The Henry brothers obtain a photograph of planet Neptune.

1887/1899- William Edward Wilson (1851-1908) records several deep-sky images at the Daramona observatory (Westmeath, Ireland). The Wilson photographs are practically unknown today.

1887- Amédée Mouchez (1821-1892) hosts the first meeting of the “Carte du Ciel” Project at the Paris observatory. Eighteen observatories agreed to cooperate and to adopt, as a standard, the design of a photographic telescope, the 33 cm refractor produced by the Henry brothers.

1887- William Huggins and Margaret Lindsay Murray obtain the first photographic spectrum of Saturn.

1888- First photograph of the Horsehead nebula (B 33) obtained by William Pickering. This nebula was discovered by Williamina Paton Stevens Fleming (1857-1911) on February 6th (90 min exposure).

1888- William Henry Pickering (1858-1939) successfully photographs Mars.

1888- William Huggins and Margaret Lindsay Murray obtain the first photographic spectrum of the Andromeda Nebula (M 31).

1888/1892- Edward Singleton Holden (1846-1914) obtains high resolution images of Mars using the 91 cm Lick refractor.

1889- First of a long series of wide-field deep-sky astrophotographs obtained by Edward Emerson Barnard (1857-1923). Lick Observatory, Crocker telescope, Willard 6-inch lens.

1889- George Eastman introduces the flexible plastic film.

1889- Albert Taylor (1865-1930), Andrew Ainslie Common’s assistant, photographs planet Uranus with the 60-inch reflector. This photograph shows a distinct disc.

1889- William Huggins and Margaret Lindsay Murray obtain the first photographic spectrum of the Dumbbell Nebula (M 27).

1890- George Ellery Hale (1868-1938) and Alexandre Deslandres (1853-1948) invent (independently) the Spectroheliograph.

1890- The Draper catalogue of Photographic Stellar Spectra is published by Edward Charles Pickering (10351 stars).

1891- George Ellery Hale opens his backyard Kenwood observatory (12-inch refractor and Spectroheliograph).

1891- Maximilian Franz Joseph Cornelius Wolf (1863-1932) discovers asteroid No 323 Brucia from his observatory in Heidelberg, Germany. This is the first asteroid discovered photographically.

1892- The Crocker Astrograph is build using a 6-inch portrait lens.

1892- First successful Aurora photograph obtained by Otto Rudolf Martin Brebdel (1862-1939) on January 2nd (Bossekop, Norway).

1892/1894- Edward Emerson Barnard photographs five different comets.

1892- Hermann Carl Vogel obtains the first photograph of the planet Mercury.

1894/1910- Moritz Loewy (1833-1907) and Pierre-Henri Puisseux (1855-1928) obtain 6000 photographs (during 500 nights) of the Moon using the 60 cm Paris observatory Coudé refractor. The *Atlas Photographique de la Lune* was edited from 1896 e 1910 by the Paris observatory.

1894- William Huggins and Margaret Lindsay Murray obtain a photographic spectrum of the planet Mars.

1896- David Gill and Jacobus C. Kapetyn publish the Cape Photographic Durchmusterung (CPD).

1897- Edward Singleton Holden and Ladislaus Weinek publish the Lick Observatory Atlas of the Moon (19 photographs with a low resolution and poor quality).

1898- James Edward Keeler (1857-1900) starts a photographic survey of nebulae at the Lick observatory (Mount Hamilton, California). Keeler used the Common reflector (91 cm aperture) that was donated to the observatory by Edward Crossley (1841-1905) in 1895. The images obtained by Keeler were the best of its kind until the end of the century.

1899- William Henry Pickering makes the first photographic discovery of a planet satellite (Phoebe, Saturn's ninth satellite).

1899- The German astronomer Julius Scheiner (1858-1913) photographs the spectrum of M 31 with an exposure of 7 ½ h proving that it was composed of individual stars.

1900- Ladislaus Weinek publishes the *Photographischer Mond-Atlas*.

1901- William Henry Pickering starts his Photographic Atlas of the Moon (published in 1903), Mandeville, Jamaica.

1901- Edward Charles Pickering and Annie Jump Cannon (1863-1941) publish part of the Henry Draper Memorial (Spectra of bright southern stars).

1903- Jules Janssen publishes his monumental work "*Atlas de photographies solaires*" (Gauthiers-Villars).

1904- George Ellery Hale installs the Snow Solar Telescope at Mount Wilson Observatory.

1904- Vesto Melvin Slipher (1875-1969) obtains the first photographic spectrum of planet Neptune (Lowell Observatory, Flagstaff, Arizona).

1906- Charles Edward Kenneth Mees (1882-1960) invents the panchromatic photographic plate.

1907- Earl Charles Slipher (1883-1964) obtains 133300 photographs of the planet Mars from Chile.

1909- George Willis Ritchey (1864-1945) records several star clusters and nebulae with the 1.52 m *f*/5 Mount Wilson reflector (exposures of up to 11 h obtained over several nights). These photographs have a resolution of about 1".

1909- Fernand Baldet (1885-1964) and Aymar de la Baume Pluvinel (1860-1938) obtain excellent photographs of planet Mars using several instruments at Pic du Midi observatory (France).

1909- Maximilian Franz Joseph Cornelius Wolf rediscovers Halley's Comet (11th of September) using the 74 cm Waltz reflector at Heidelberg.

1909- Percival Lowell (1855-1916) uses the 24-inch refractor at Flagstaff for high-resolution photographs of the planet Mars.

1910- George Willis Ritchey and Henri Chretien (1879-1956) describe the Ritchey-Chretien telescope, a variation of the Cassegrain telescope with hyperbolic primary and secondary mirrors.

1911- Edward Emerson Barnard obtains excellent images of Saturn using the 1.52 m Hale reflector.

1913- Edward Emerson Barnard publishes *Photographs of the Milky Way and of Comets*. Publications of Lick Observatory, vol. 11. These images were obtained from 1892 up to 1895 using the Crocker telescope.

1917- Completion of the 100-inch (2.54 m) Mount Wilson telescope, California.

1919- First photographs of nebulae obtained by Francis Gladheim Pease (1881-1938) with the Hooker 2.54 m reflector at Mount Wilson.

1921- Alfred Rordame (1862-1931) photographs for the first time clouds in the Venus atmosphere, using a 16-inch reflector.

1923- Edwin Powell Hubble (1889-1953), using the 2.54 m Hooker Telescope, is able to identify Cepheid variables in the Andromeda galaxy and estimates its distance (1 000 000 light years). Hubble changes our understanding of the nature of the universe by demonstrating the existence of other galaxies besides the Milky Way.

1925- Lucien Rudaux (1874-1947) obtains the first black and white photograph of the Green flash.

1927- Edward Emerson Barnard *“Atlas of Selected Regions of the Milky Way”* is published, four years after his death. Most of the plates included in the Atlas (40 out of 50) are obtained at Mount Wilson observatory with the Bruce Telescope.

1928- Kodak research laboratory introduces the 103a??? series of photographic plates and emulsions.

1929/1934- The French astronomer Marcel De Kerolyl (1873-1969) uses the Paris observatory 80 cm f/6 reflector to photograph nebulae and galaxies (Haute Provence, France).

1929- Edwin Hubble, based on photographs of spectra (exposures of tenths of hours), discovers that the degree of the redshift observed in several galaxies increases in proportion to their distance to the Milky Way. This becomes known as Hubble's law, and will help establish that the universe is expanding.

1930- Bernhard Voldemar Schmidt (1893-1982) builds the Schmidt camera (wide-field astrophotography).

1930- Bernard Lyot (1897-1952) invents the Coronagraph (photography of the solar corona).

1930- First colour photograph of the Green Flash obtained by Marcel De Kerolyl (12 cm telescope).

1936- Milton Lasell Humason (1891-1972) images galaxies at 240 000 000 light-years with the Hooker telescope.

1942- First photographs of planet Earth obtained from Outer Space (V2 German Rocket).

1948- Edwin Powell Hubble uses the 200-inch (5.08 m) Hale telescope for the first time (Mount Palomar, California).

1949/1958- The Palomar Observatory Sky Survey (POSS), was completed in 1958 (the first plates are shot in November 1949 and the last in April 1958). This survey is performed using blue-sensitive (Kodak 103a-O) and red-sensitive (Kodak 103a-E) photographic plates on the 48-inch (1.22 m) Samuel Oschin Schmidt telescope.

1949- Edwin Powell Hubble obtains the first photograph with the 200-inch telescope (NGC2261 in Monoceros, Hubble's Variable nebula).

1955- Gerard Kuiper and colleagues (1905-1973) start to work on a large photographic lunar atlas. Photographs are obtained in five different observatories (Mount Wilson, Lick Pic du Midi, McDonald and Yerkes). The Atlas is published in 1960.

1969- The Charge-Coupled Device (CCD) is invented at AT&T Bell Labs by Willard Sterling Boyle (1924-2011) and George Elwood Smith.

1971- *The Lunar Orbiter Photographic Atlas of the Moon (LOPAM) is published.*

1973- First commercial CCD camera is produced by Fairchild Imaging (100x100 pixels).

1974- First CCD image of an astronomical object (Moon). Jim Janesick uses a 100x100 Fairchild CCD coupled to an 8-inch telescope.

1976- First astronomical CCD image obtained with a professional telescope (planet Uranus was imaged through a methane-band filter with a Texas instrument CCD and a 61-inch telescope).

1979- First professional CCD camera is used at Kitt Peak observatory (320x512 pixels) (0.9 m telescope).

1980- POSS-II (Second Palomar Observatory Sky Survey) is completed using fast dry plates in three different wavelengths: blue (IIIaJ), red (IIIaF) and infrared (IVN).

1990- SBIG – Santa Barbara Imaging Group introduces the ST-4 Star Tracker and Imaging Camera (192x164 pixels).

1990- Version 1.0 of Adobe Photoshop is released for the Apple Macintosh.

1990- Hubble Space Telescope is launched (24th of April).

1994- Digital Sky Survey (DSS I) is published. It's the digital photographic atlas of the entire sky.

1996- SBIG – Santa Barbara Imaging Group and Celestron Corporation introduce the Pixel 255 CCD based on the TC-255 chip (320x240 pixels).

1998- SBIG and Celestron launch the 357 CCD imaging system that later becomes the SBIG ST-237 (640x480 pixels).

2004- SBIG introduces the STL11000 research CCD camera (4008x2672 pixels).

History of Astrophotography Timeline (Images)



Figure 1- First known photograph of Joseph Nicéphore Niépce (*circa* 1826); *View from the Window at Le Gras*. Niépce produced this image by exposing a bitumen-coated plate in a camera obscura for 8 hours on his windowsill.

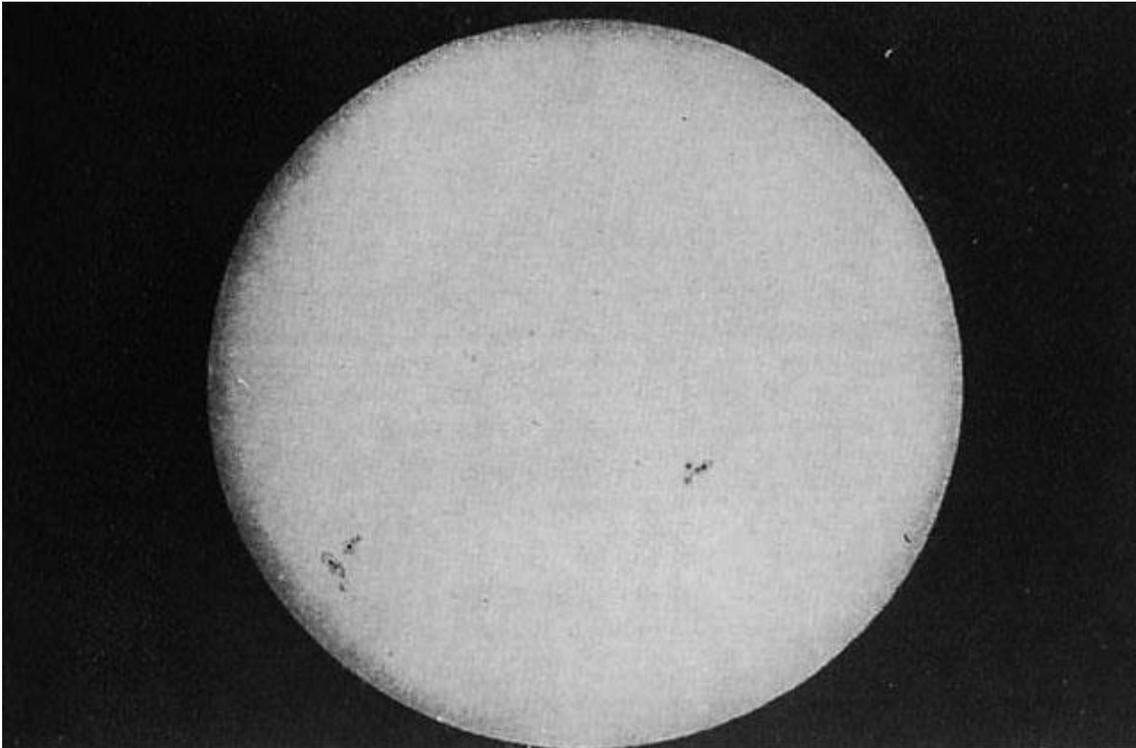


Figure 2- Daguerreotype of the Sun obtained by Fizeau and Foucault on April 2, 1845 (Paris Observatory).



Figure 3- Lunar daguerreotype obtained by John Adams Whipple on February 26, 1852 (Harvard observatory).

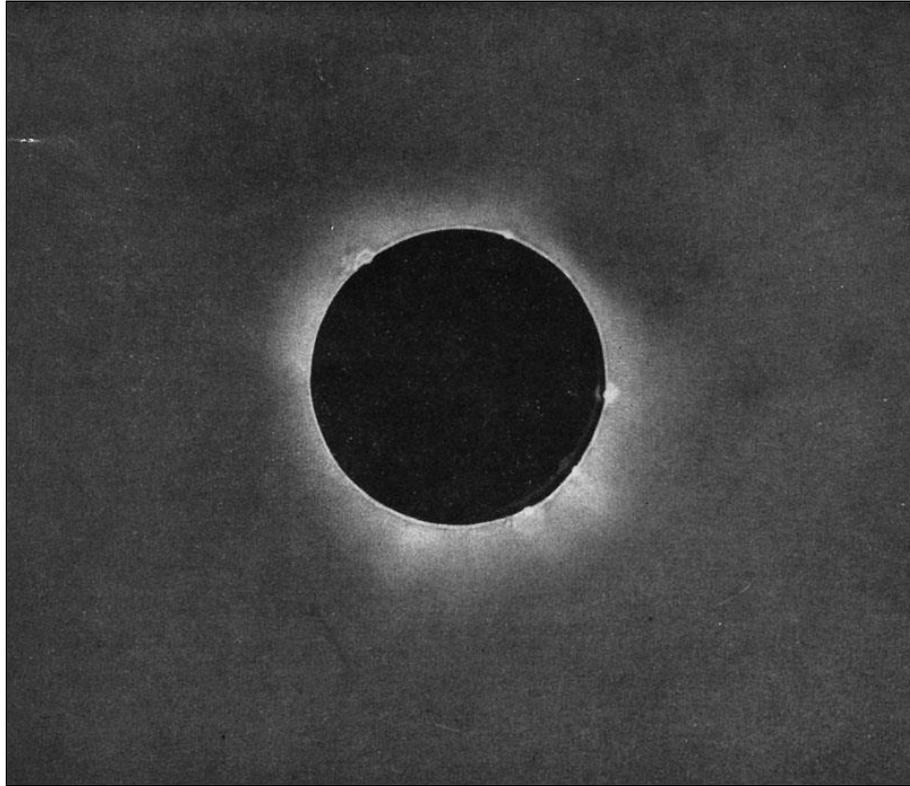


Figure 4- First daguerreotype of a total eclipse of the Sun obtained by M. Berkowski on July 28, 1851. 60 mm refractor, 79 cm focal length (24 sec exposure).



Figure 5- Wet collodion image of Alcor & Mizar obtained by in 1857 by G.P. Bond using the 38 cm Harvard refractor.



Figure 6- Two stereographs of the moon by Lewis M. Rutherford and Henry Draper. Pedro Ré's private collection.

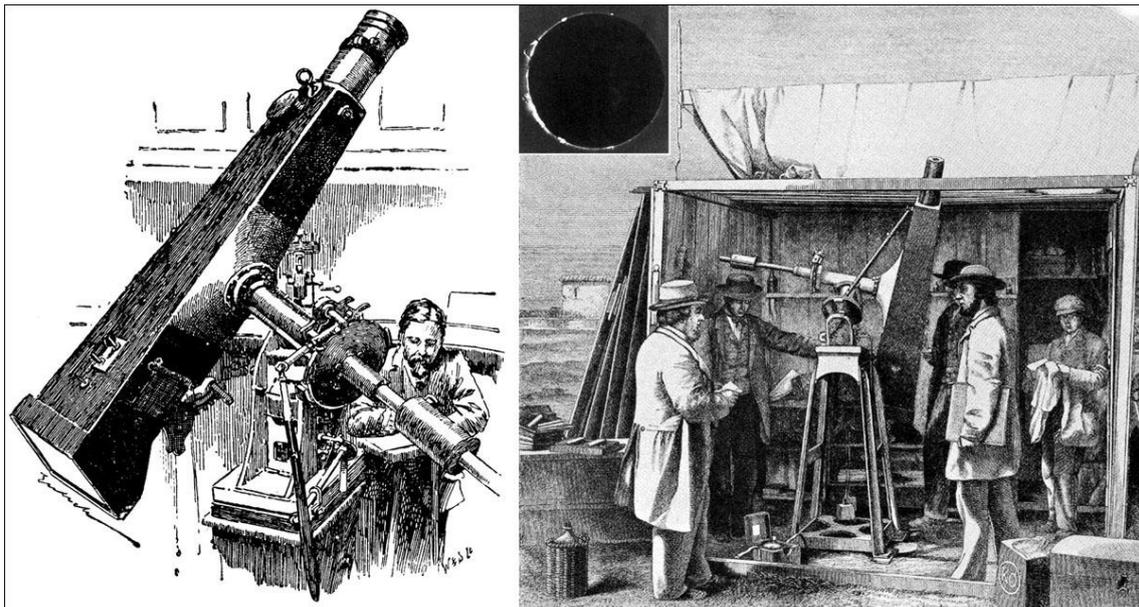


Figure 7- Kew photoheliograph (86 mm aperture, 127 mm focal length). The Kew photoheliograph was transported to Spain by Warren de la Rue for the observation of the 1860 total eclipse of the Sun.

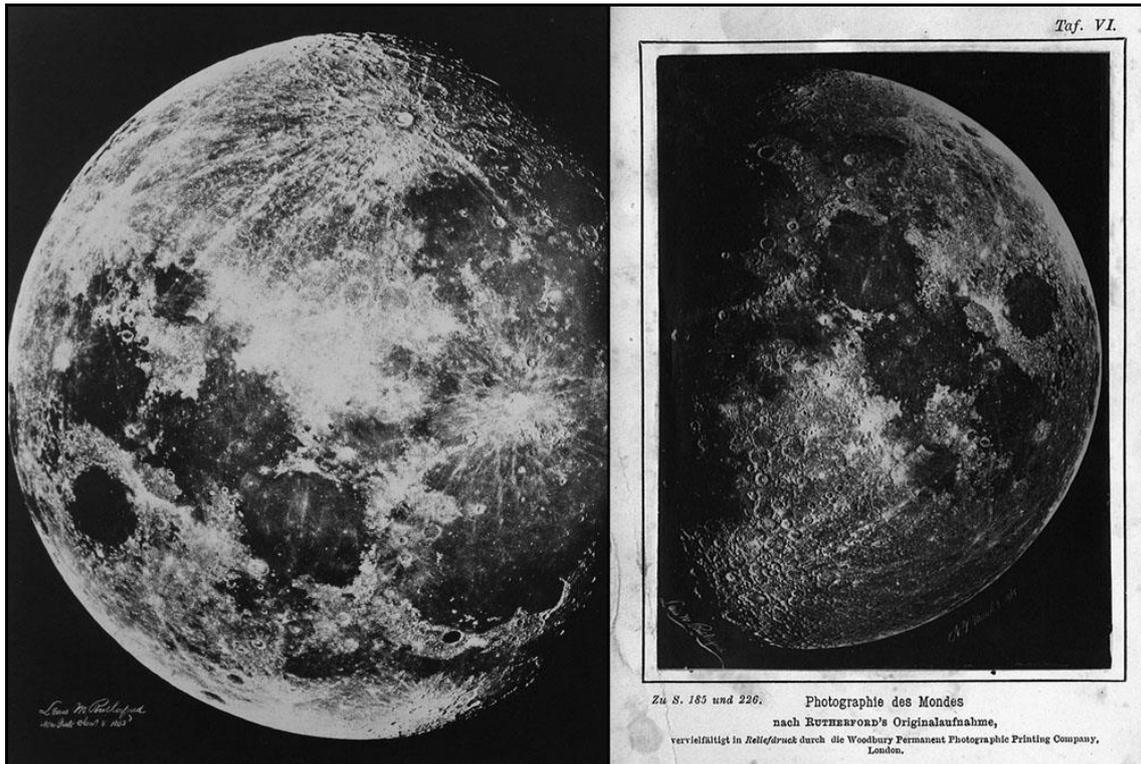


Figure 8- Wet collodion Moon images obtained by Lewis M. Rutherford in 1865.

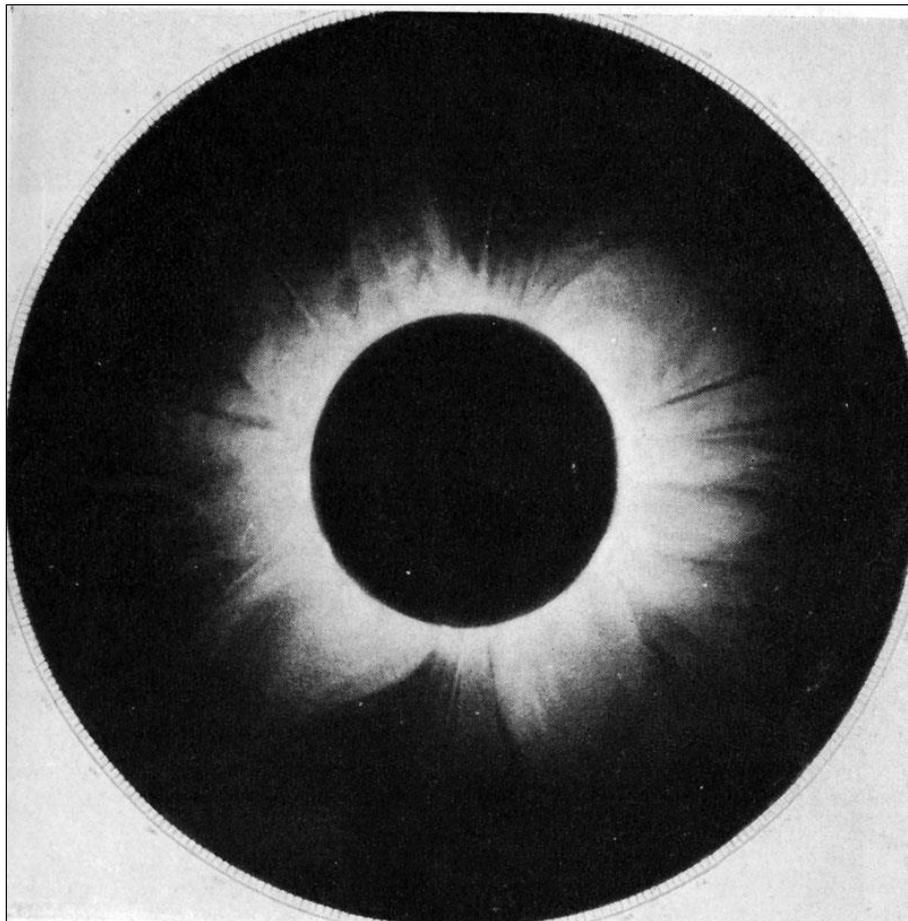


Figure 9- Wet collodion image of the December, 12, 1871 total Eclipse of the Sun obtained by Lord Lindsay at Baikul (12 cm refractor, 84 cm focal length). Image obtained during a solar maximum.

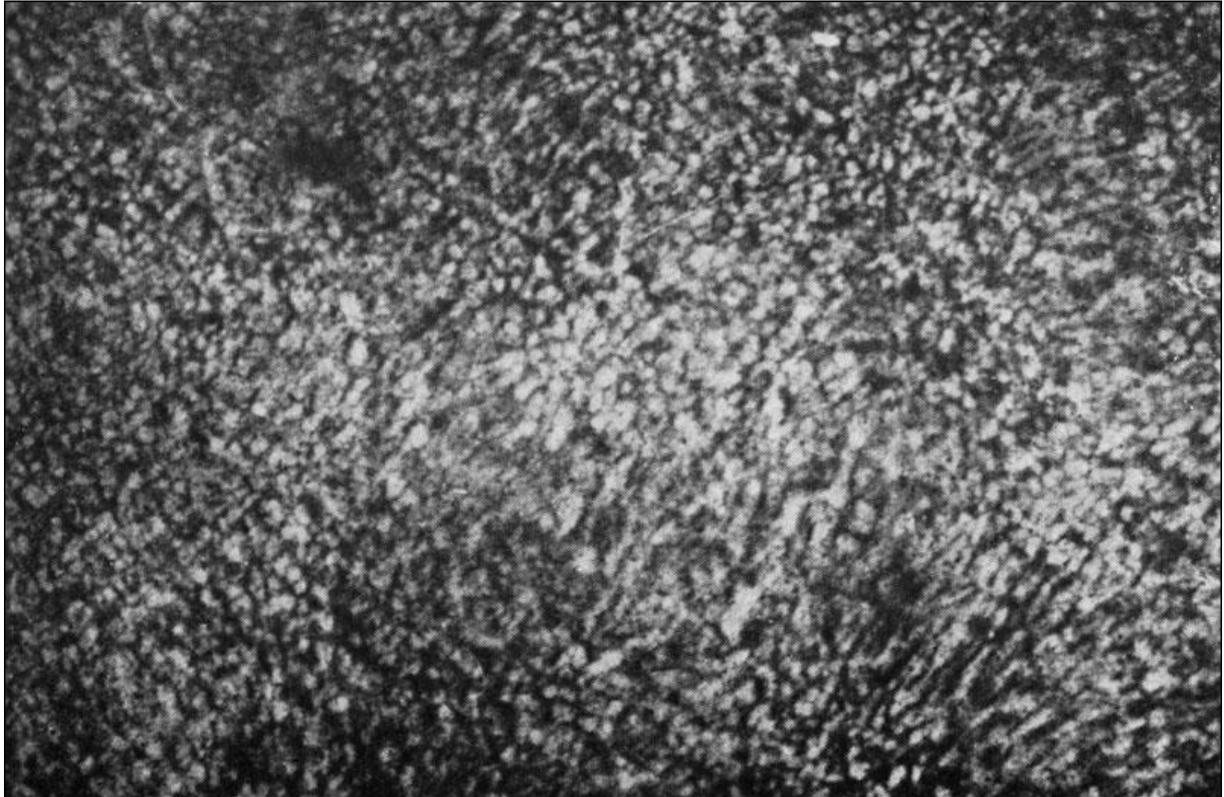


Figure 10- Solar image obtained by Jules Janssen on October 10, 1877 at the Meudon Observatory (135 mm refractor). Solar granulation.



Figure 11- First image of the Orion nebula (M 42) obtained by Henry Draper on 1880.



Figure 12- First photograph of a comet. Image obtained by Jules Janssen on June, 30, 1881 (dry plate, 30 min exposure).

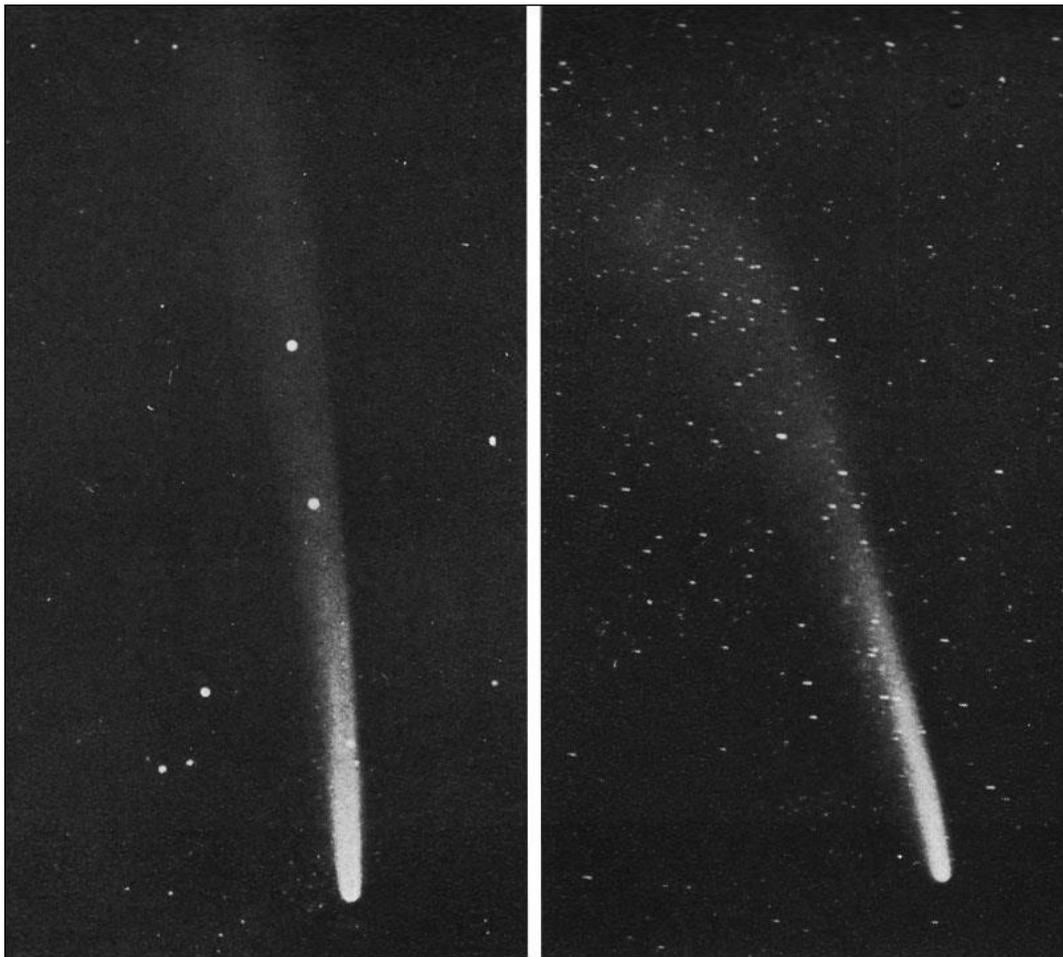


Figure 13- Photograph of the great comet of 1882 obtained by David Gill on October, 19 (Left) and November, 7 (Right). Exposures of 30 min and 110 min respectively.



Figure 14- Photograph of M 42 obtained by Andrew A. Common on February 28, 1883, 91 cm reflector, 60 min exposure.

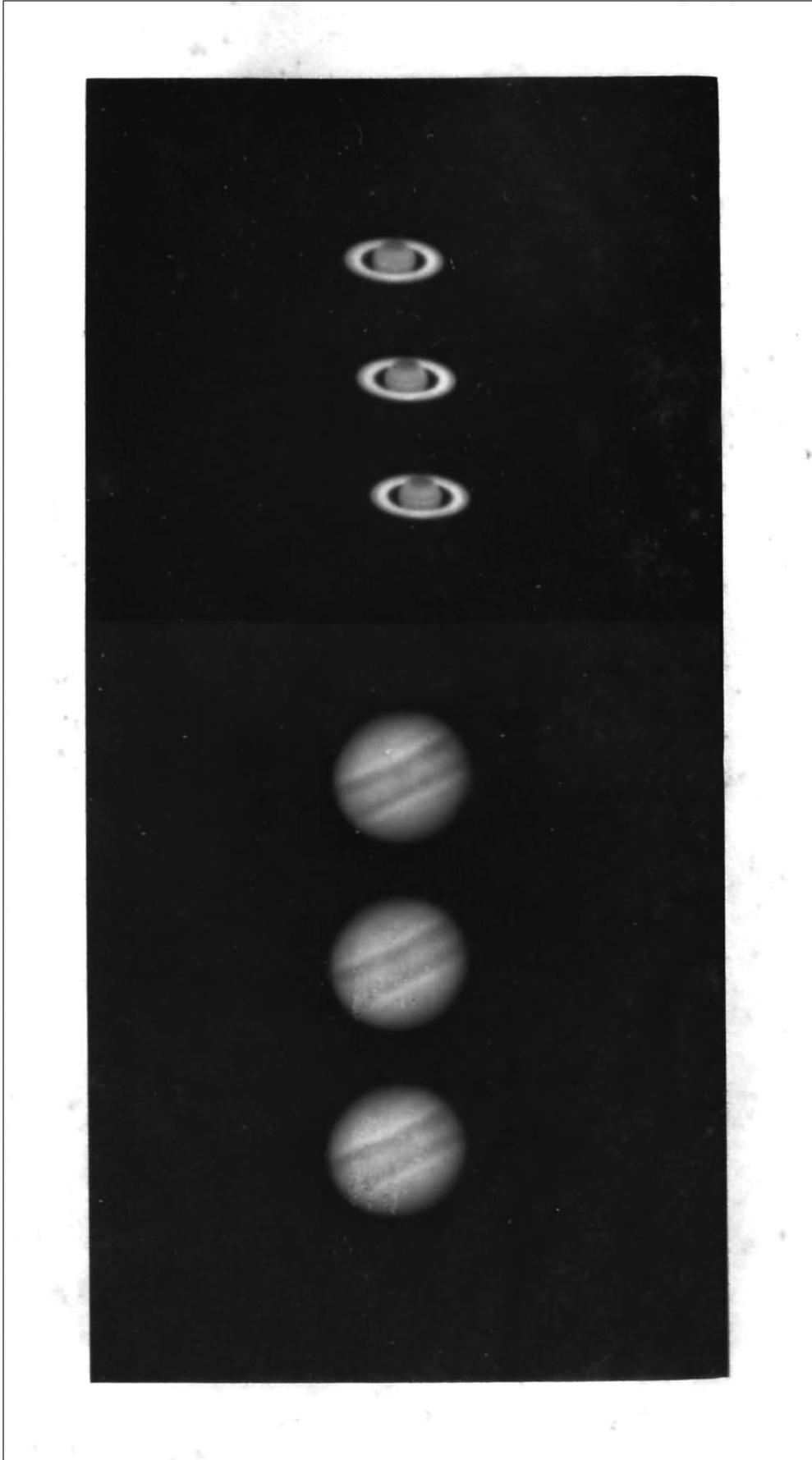


Figure 15- Saturn and Jupiter. Images obtained by the Henry brothers (Paris Observatory) (1886).



Figure 17- Photograph of M 42 obtained by Isaacs Roberts on January 15, 1896, 50 cm reflector $f/5$, 90 min exposure.



Figure 18- Photographs obtained by William Wilson at the Daramona observatory, 60 cm aperture Grubb reflector, M 42 (1897), M 33 (1899) and NGC 6992 (1899), 90 min exposures.

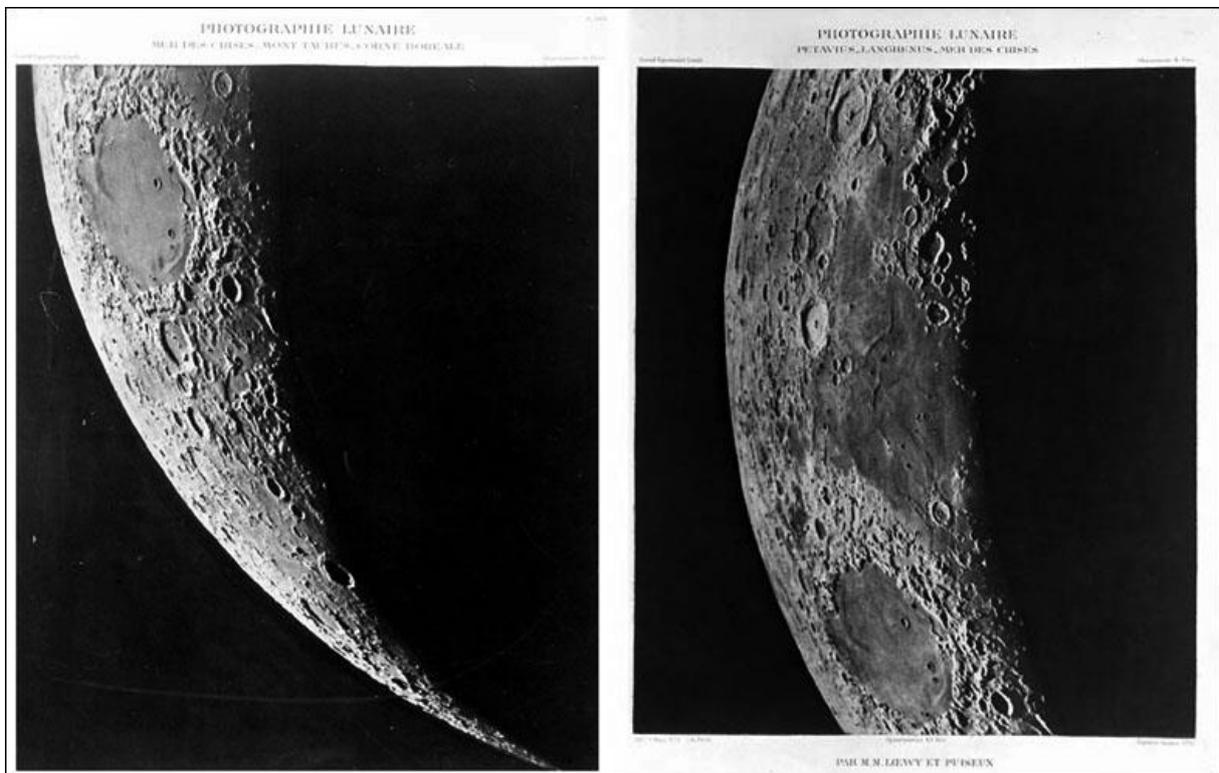


Figure 19- *Atlas photographique de la lune, héliogravures*, Paris, 1896-1910, Collections de l'Observatoire de Paris. Images obtained on March 7, 1897.



Figure 20- The great nebula in Orion (M 42). Photograph obtained by James E. Keeler with the Crossley reflector (91 cm $f/5.7$, 40 min exposure, November 16, 1898).



Figure 21- One of the first wide-field images obtained by Edward E. Barnard. Lick observatory, Croker telescope, 6" Willard lens (August 1, 1889, 3h 7m exposure).

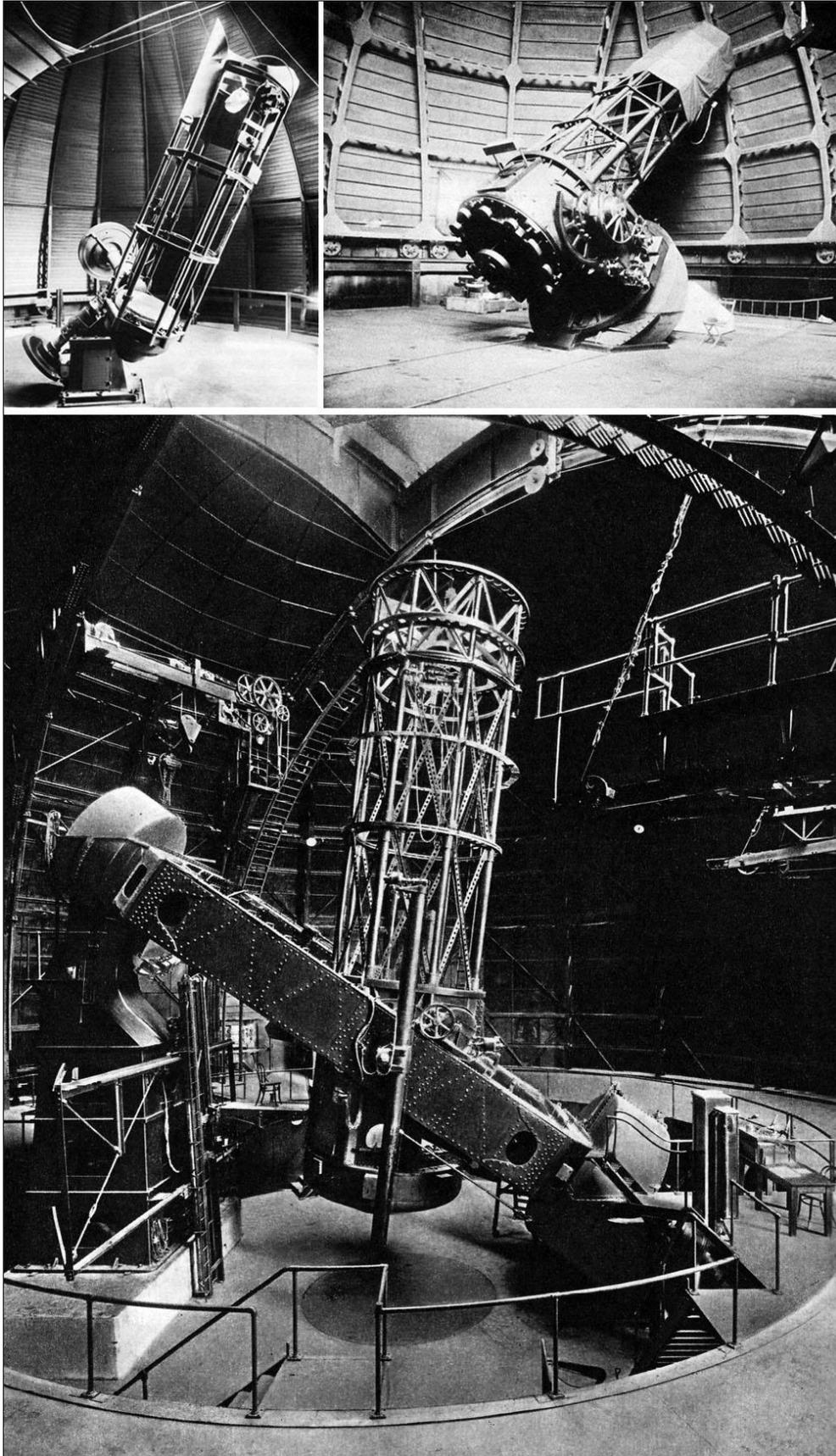


Figure 22- Mount Wilson Observatory: 0.60 and 1.52 and 2.54 m reflectors (1900/1918).



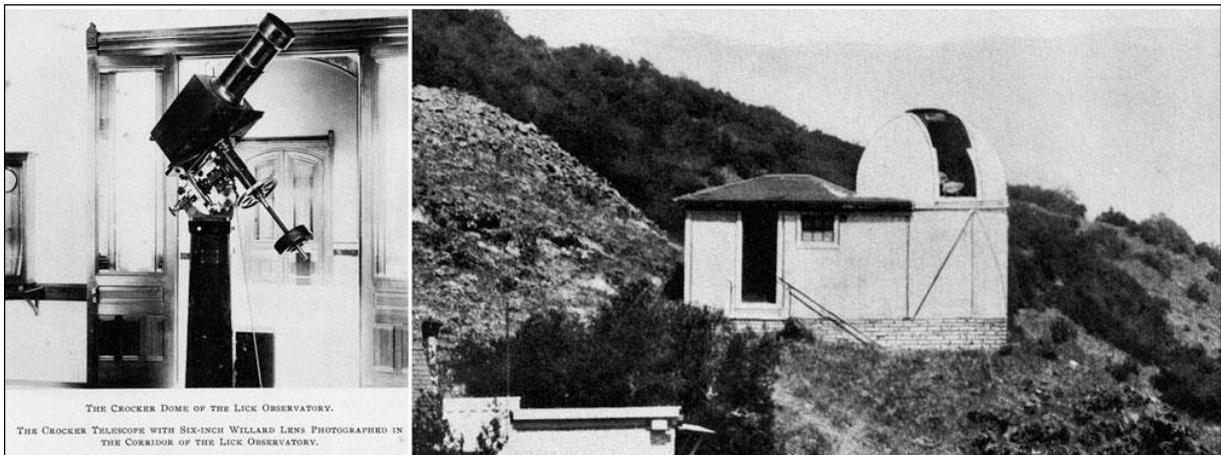
Figure 23- M 3. Image obtained by G. W. Ritchey on April 9, 1910, 1.52 m Mount Wilson reflector, 3 ½ h exposure.



Figure 24- M81. Image obtained by G. W. Ritchey on 1917, 1.52 m Mount Wilson reflector, 3 h exposure.



Figure 25- Saturn images obtained by E.E. Barnard with the 1.52 m Hale telescope, Mount Wilson observatory (1911).



THE CROCKER DOME OF THE LICK OBSERVATORY.
THE CROCKER TELESCOPE WITH SIX-INCH WILLARD LENS PHOTOGRAPHED IN THE CORRIDOR OF THE LICK OBSERVATORY.

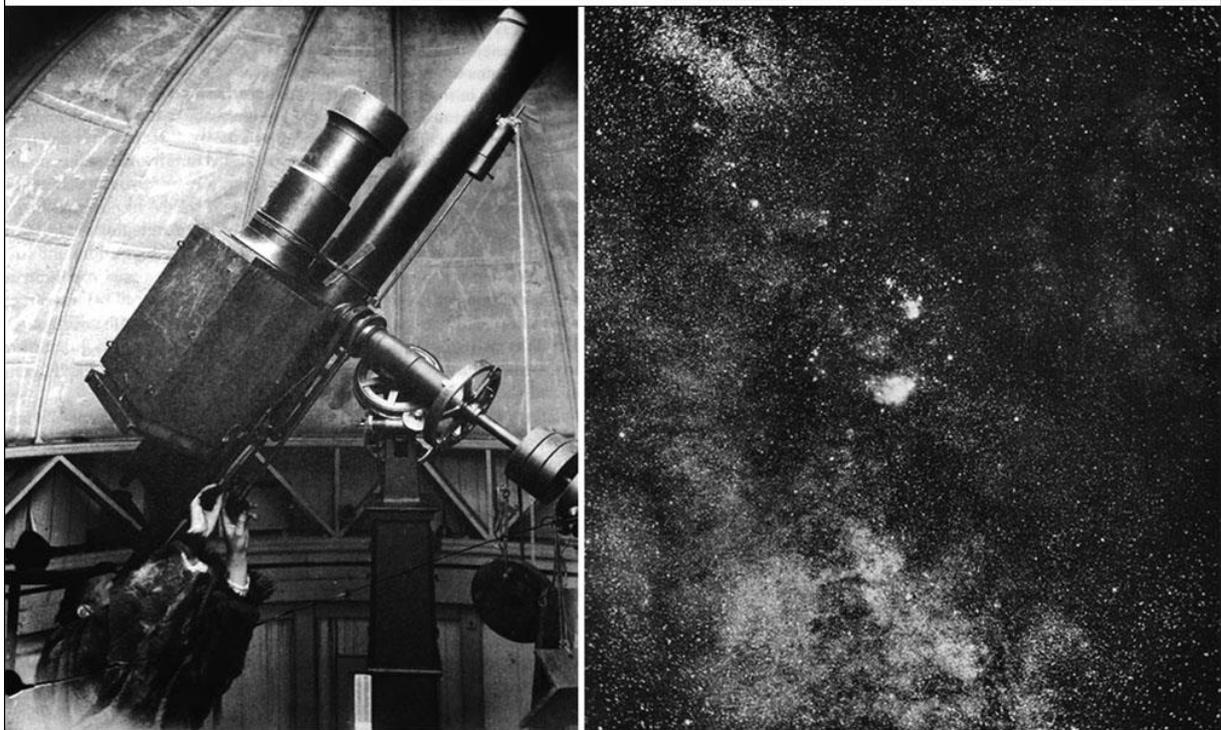


Figure 26- Crocker telescope and dome (Lick observatory). Plate 51 - Barnard, E.E. (1913). *Photographs of the Milky Way and of Comets*. Publications of Lick Observatory, vol. 11 (Below right).

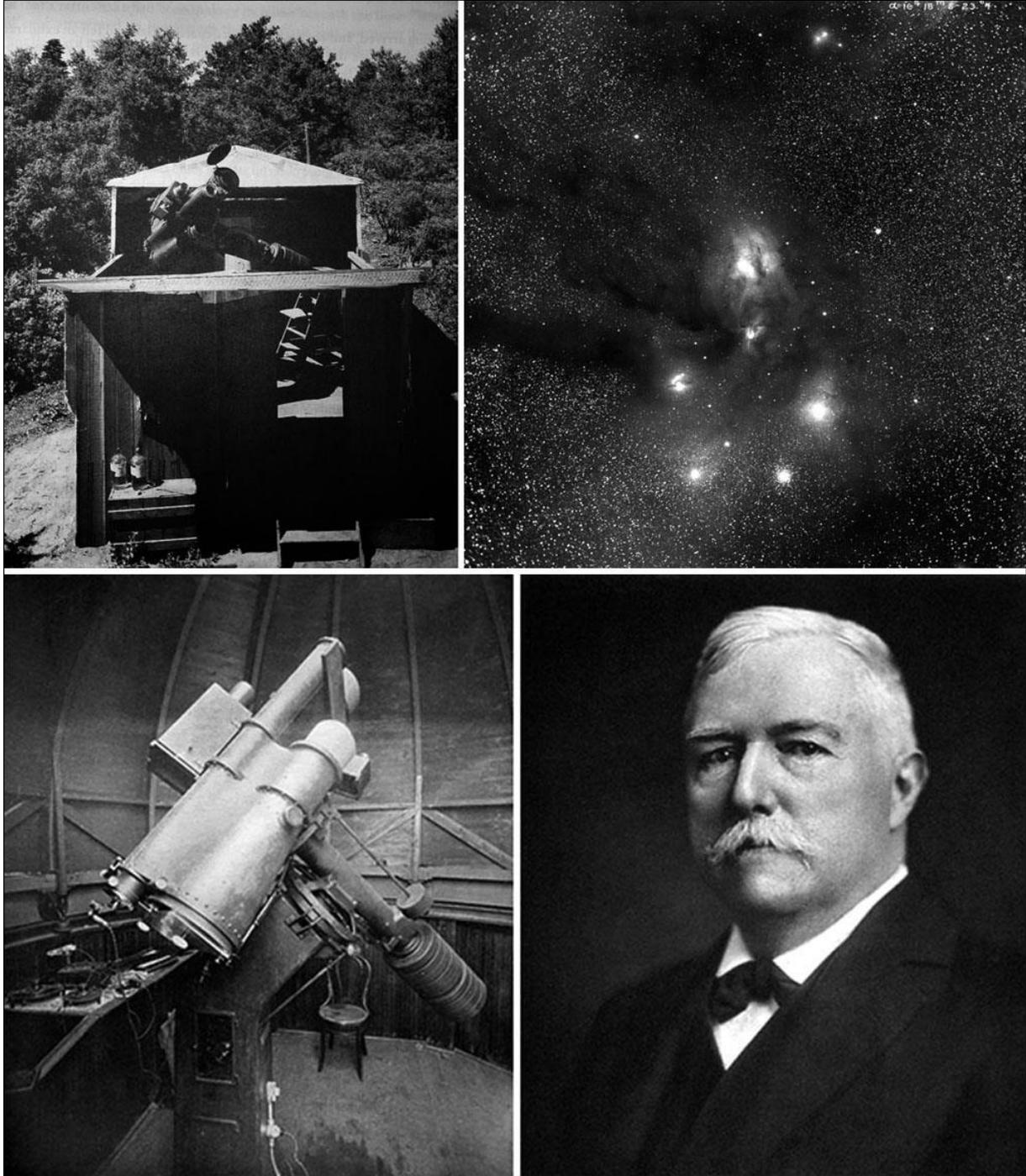


Figure 27- Bruce astrograph (Mount Wilson observatory) and Rho Ophiuchi region (4h30m exposure) (Top).
Bruce astrograph (Lick Observatory) and E.E. Barnard (1917) (Below).

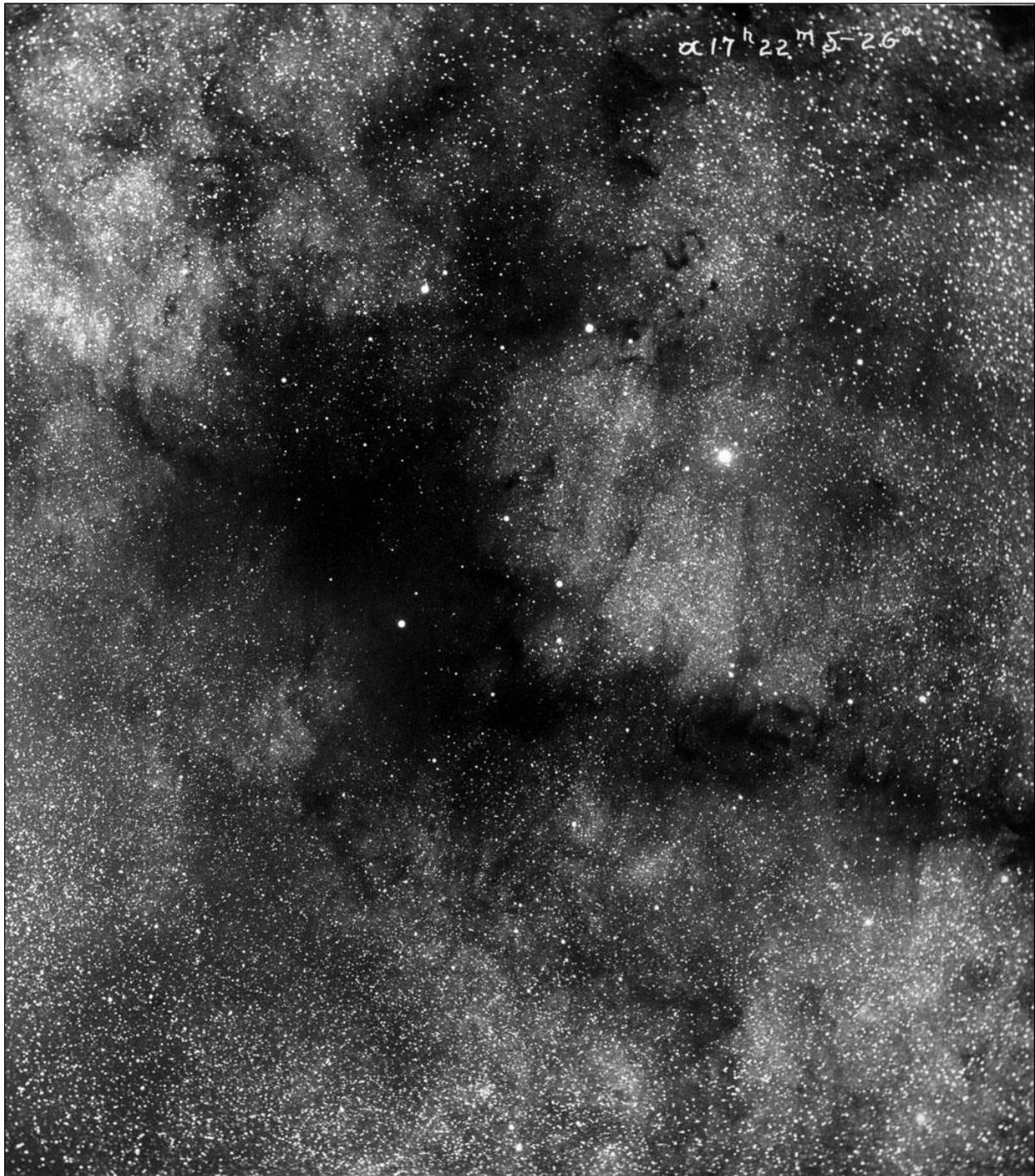


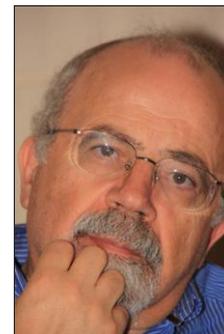
Figure 28- Milky way at Ophiucus. Image obtained by E.E. Barnard with the Bruce astrograph, 4h45min exposure, July 30, 1905 (Mount Wilson observatory).

DESLOCAMENTO DO PLANO FOCAL

nos telescópios Schmidt-Cassegrain e Maksutov-Cassegrain, em função de pequenos deslocamentos do espelho primário

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

A focagem nos telescópios Schmidt-Cassegrain e Maksutov-Cassegrain faz-se pelo deslocamento (translação) do espelho primário ao longo do seu eixo. Este método de focagem também é utilizado em alguns telescópios Cassegrain, propriamente ditos. Neste artigo demonstraremos a relação entre um pequeno deslocamento do primário e o deslocamento correspondente do plano focal do sistema, que é muito maior que o deslocamento do primário.



Princípio de funcionamento

Num telescópio de Cassegrain (ou seus derivados), o espelho primário produz a imagem de um astro no seu plano focal; o espelho secundário utiliza esta imagem como objecto virtual, produzindo uma *imagem final*, amplificada por um factor A em relação à imagem que o primário produziu. Este factor A , denominado *factor amplificador do secundário*, obtém-se (**Fig. 1**) dividindo a distância-imagem pela distância objecto relativamente ao espelho secundário: $A = p'/p$ (aqui p e p' são tomados em valor absoluto). Por outras palavras, A é o quociente da distância p' (entre o vértice V_2 do secundário e a imagem final) pela distância p (entre o foco do primário e o mesmo vértice do secundário).

Esta relação é fácil de demonstrar. Basta ver que os triângulos rectângulos CDV_2 e EV_2G são semelhantes, devido à igualdade dos ângulos i e $r=i$ (ambos com vértice em V_2). Tal semelhança de triângulos permite escrever:

$$\frac{CD}{p} = \frac{EG}{p'}, \text{ ou ainda } \frac{p'}{p} = \frac{EG}{CG},$$

mas EG é o comprimento da imagem final, após amplificação do secundário, e CD é o comprimento da imagem produzida pelo primário. Como EG/CD é a amplificação do secundário, A , vê-se claramente que $A = p'/p$. Para a amplificação do secundário seja maior do que a unidade, p' tem de ser maior do que p .

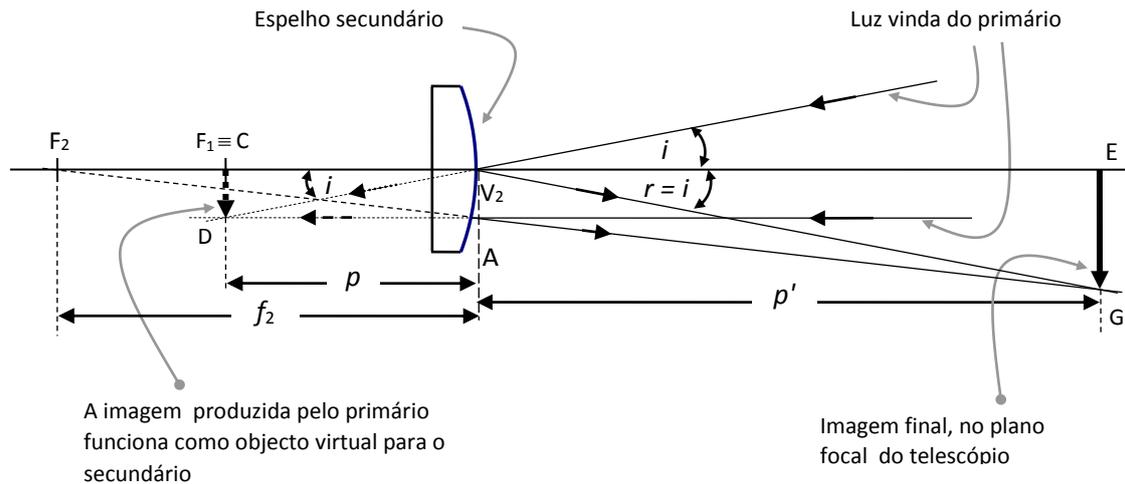


Fig. 1. Actuação do espelho secundário de um telescópio Cassegrain. O espelho primário, suposto do lado direito da figura, não foi representado. F_2 é o foco do espelho secundário. O foco do espelho primário, F_1 (com o telescópio em uso astronómico) coincide com C (Esquema: Guilherme de Almeida, 2014).

Olhando novamente para a **Fig. 1**, podemos ver que o primário produziria a imagem CD (imagem primária inicial), se o secundário não estivesse no seu caminho (raios luminosos representados a tracejado). O espelho secundário toma a imagem CD como objecto virtual, dando dela uma imagem final EG, "A vezes" maior do que CD. É esta última que será examinada com uma ocular (na observação visual) ou recebida numa superfície sensível à luz (em astrofotografia). Se a distância focal do primário for f_1 , a distância focal efectiva do Cassegrain será $f = f_1 A = f_1 (p'/p)$. O mesmo conceito se aplica nos telescópios catadióptricos derivados do Cassegrain, como o Schmidt-Cassegrain e o Maksutov-Cassegrain, pois a lente correctora de Schmidt ou o menisco de Maksutov (respectivamente) não interferem significativamente neste campo.

Como o espelho secundário é convexo, a sua distância focal f_2 é negativa ($f_2 < 0$), de acordo com as convenções habituais da óptica geométrica. A distância-objecto, entre o objecto virtual CD e o vértice V_2 do espelho secundário, designada por p , é negativa porque o objecto (virtual) se encontra *atrás* do espelho secundário. A distância-imagem, p' , é positiva porque a imagem final se forma à frente do secundário (e atrás das costas do primário, como sabemos).

Movimento de focagem e movimento do plano focal

Quando o espelho primário se move para fazer a focagem, desloca-se ao longo do eixo principal do sistema óptico (normalmente designado eixo z). Como o espelho secundário está fixo, a variação da distância p é igual ao deslocamento Δz realizado pelo primário, na focagem (**Fig. 2**); por isso $\Delta z_{pr} = \Delta p_{sec}$. Ou seja, se o primário avançar 1 mm, a distância p cresce 1 mm; se recuar 1 mm, p reduz-se em 1 mm. Em *uso astronómico*, a imagem CD, produzida pelo primário, estará no plano focal do primário. A imagem final, EG, é real e situa-se no plano focal do telescópio.

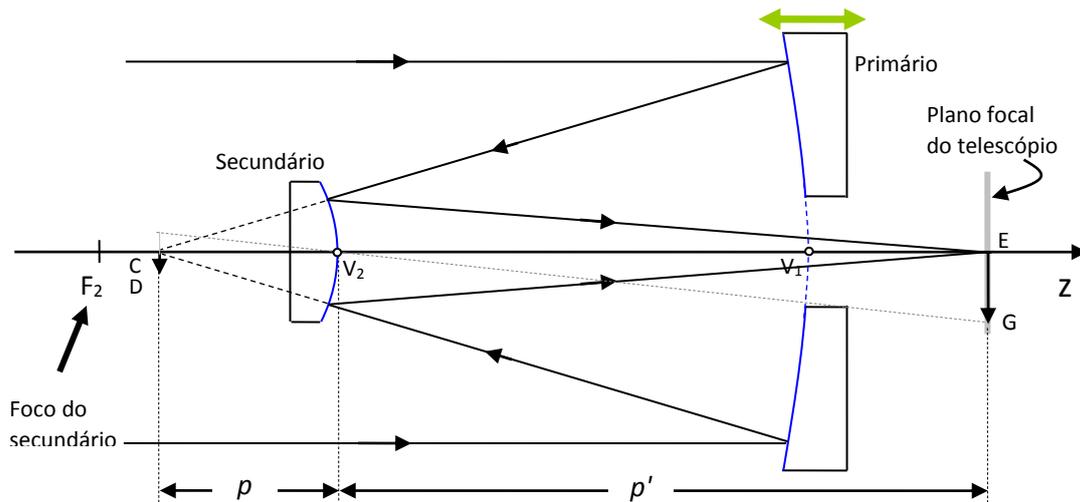


Fig. 2. Posições relativas do primário, do secundário e distâncias conjugadas p e p' . A seta verde ilustra o movimento de focagem no espelho primário (Esquema: Guilherme de Almeida, 2014).

A relação entre p , p' e f é dada pela equação dos pontos conjugados de Gauss:

$$\frac{1}{f} = \frac{1}{p} + \frac{1}{p'}$$

No caso do espelho secundário, os valores numéricos a inserir nesta equação, para uma situação concreta, serão afectados dos sinais atrás referidos ($p < 0$, $f_2 < 0$ e $p' > 0$). Porém, como desejamos uma demonstração geral, sem particularizar números em concreto, atribuiremos estes sinais algébricos logo à partida, de modo que vamos escrever :

$$-\frac{1}{f_2} = -\frac{1}{p} + \frac{1}{p'}$$

Portanto, $\frac{1}{p'} = \frac{1}{p} - \frac{1}{f_2}$, ou seja, $\frac{1}{p'} = \frac{f_2 - p}{p f_2}$, ou ainda $p' = \frac{p f_2}{f_2 - p}$ **Equação (1).**

Pelo facto de termos utilizado os sinais algébricos ($p < 0$, $f_2 < 0$ e $p' > 0$) logo à partida, daqui em diante os símbolos p , p' e f_2 designarão valores absolutos, ou seja, sempre positivos.

Vimos atrás que $p' > 0$, o que pela **equação 1** implica que $f_2 - p > 0$ e logo $p < f_2$; isto significa que a distância-objecto p será *inferior* à distância focal do secundário (ambas em valores absolutos, sublinhe-se), o que é bem patente na **Fig. 1**. O nosso objectivo é determinar qual será o deslocamento do plano focal do Cassegrain, quando o primário sofre um *pequeno* deslocamento.

Partindo da equação (1),

$$p' = \frac{p f_2}{f_2 - p}, \text{ vamos determinar a taxa de variação de } p' \text{ com } p \text{ através da derivada } \frac{dp'}{dp}$$

$$\frac{dp'}{dp} = \frac{f_2(f_2 - p) - pf_2(-1)}{(p - f_2)^2}, \text{ ou seja, } \frac{dp'}{dp} = \frac{f_2^2 - pf_2 + pf_2}{(p - f_2)^2} = \frac{f_2^2}{(p - f_2)^2} \text{ (Equação 2).}$$

Podemos modificar ligeiramente a **equação 1** para

$$\frac{p'}{p} = \frac{f_2}{f_2 - p} = A, \text{ e como } \frac{dp'}{dp} = \frac{f_2^2}{(p - f_2)^2} \text{ (como acabámos de ver na equação 2),}$$

verificamos imediatamente que $\frac{dp'}{dp} = A^2$ **(Equação 3).**

A função $p'(p)$ é crescente (pois $A^2 > 0$), logo um aumento no valor absoluto de p determina um aumento no valor de p' . E vemos também que uma *pequena* variação de p se traduz por uma variação de p' que será A^2 vezes maior, pois $dp' = A^2 dp$. Por outras palavras, um ligeiro aumento de p (avanço na posição do espelho primário) determina um *grande* aumento de p' . No caso mais frequente em que $A=5x$, um avanço de 1 mm no primário produz um aumento de p' de $5^2=25$ mm, levando o plano focal do telescópio a recuar esses 25 mm.

A equação $A = \frac{f_2}{f_2 - p}$ mostra, ainda, que A cresce à medida que p aumenta (e diz-nos até que

$A \rightarrow \infty$ quando $p \rightarrow f_2$. Por isso, para *grandes* variações de p não se pode assumir A como constante. Na verdade, se o primário avançar *muito*, acontece que p se aproxima demasiado de f_2 e consequentemente o denominador $(f_2 - p)$ aproxima-se do valor zero, fazendo crescer p' desproporcionalmente (mais do que alguns decímetros). Mas tal situação não ocorre no uso normal de um telescópio Cassegrain, pois o plano focal do telescópio ficaria demasiado afastado da face traseira do espelho primário. Porém, para *pequenas* variações de p , como ocorre num telescópio Cassegrain (ou nos seus derivados catadióptricos) em que o primário se move poucos milímetros e p' varia poucos decímetros, considerar A como constante (para cada telescópio) é uma aproximação válida. Os valores de A são tipicamente de 5x nos Schmidt-Cassegrain; são de 4x a 7x nos Maksutov-Cassegrain (consoante os modelos); e apresentam valores de 2,5x a 5x nos Cassegrains clássicos.

Conclusão

O resultado traduzido pela equação 3 pode ser surpreendente e inesperado. É uma conclusão válida t nos telescópios Cassegrain nas suas diversas variantes (Ritchey-Chrétien, Dall-Kirkham, etc.), nos catadióptricos Schmidt-Cassegrain e nos Maksutov-Cassegrain (devido à insignificante potência óptica das suas lentes correctoras), *desde* que a focagem se faça por translação do espelho primário.

A conclusão também válida se a focagem se fizer por translação do secundário, dado que então o primário está fixo e um deslocamento Δz do secundário é igual à variação Δp da distância-objecto para o secundário ($\Delta z_{\text{sec}} = \Delta p_{\text{sec}}$). Tire agora o leitor as suas próprias conclusões, caso o seu telescópio corresponda a uma das variantes referidas.

Saga da construção de um espectroscópio amador de baixo custo — Primeira Parte



João Alveirinho Correia

joaoruicorreia@gmail.com

A construção de um espectroscópio de baixo custo é possível e está ao alcance de um amador. No entanto, o esforço necessário para o realizar é elevado, e nem todos possuirão as competências adquiridas para o fazer. Com os recursos certos é um trabalho realizável.

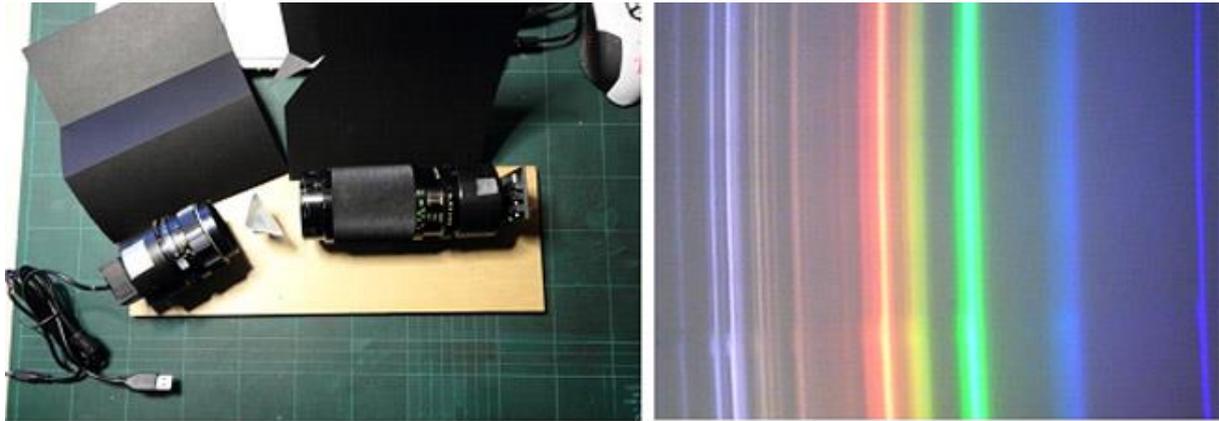
Comecei o caminho dando o primeiro passo. Fui estudar o trabalho publicado e partilhado publicamente pelo astrónomo Christian Buil, que esteve envolvido no projecto AUDINE, na génese de alguns espectroscópios comerciais para amadores e na interligação entre os astrónomos profissionais e amadores nos projectos PROAM que desenvolveram competências de espectroscopia para amadores. Da investigação do trabalho de Christian Buil consegue-se imediatamente um avanço e motivação pela constatação dos espectroscópios realizados ao longo do seu trabalho. Essa motivação por vezes permite confiar em algumas abordagens mais pragmáticas que permitem não parar a realização de um instrumento como este.

Al spec mk I

A designação “**Al Spec**” é a abreviatura que escolhi para designar esta minha construção: o *Alveirinho Spectroscope*. Comecei por abordar o espectroscópio clássico descrito por Buil [1], que recorre a duas lentes fotográficas de 35 mm, com distâncias focais de 55 mm e 135 mm,. Numa primeira fase utilizei um prisma como elemento dispersor da luz. Para a aquisição de imagem utilizei uma câmara web de 0,3 kpixel, a cores, modificada por mim para ser sensível ao infravermelho.

A origem dos prismas foi um binóculo de origem oriental, de extremo baixo custo. Essa abordagem permitiu a obtenção dos primeiros espectros. Devido à inadequação dos prismas a este trabalho devido ao seu tipo, de 90 graus, foi necessário duplicar o número de prismas para obter um expansor óptico (*Beam Expander*) de forma a aumentar a separação entre as riscas espectrais, fazendo com que um dado intervalo de comprimentos de onda passasse a ocupar maior número de *pixels* no chip.

Nas imagens seguintes pode ver-se primeira versão do espectroscópio e (À direita) imagem obtida no intervalo espectral entre 400 nm e 900 nm.



Rapidamente fica claro que a dispersão/ pixel é elevada cerca de 7,8 angstroms/pixel com este tipo de arquitectura óptica/sensor, tornando a resolução muito baixa. Passível de realizar fotometria sintética apenas. Com erro muito elevado e de fraca sensibilidade. Note-se que 1 ångstrom = 0,1 nanómetro).

Como seria de esperar perante estes resultados, era necessário evoluir para um espectrómetro com maior resolução. O domínio dos conceitos e os resultados, permitiram alicerçar as escolhas seguintes. E definir a arquitectura do espectrómetro seguinte.

AI spec II

À semelhança do trabalho de Buil, fiz a escolha seguinte: mudar o elemento difractor de um prisma para uma rede de difracção de transmissão. Encontrei vários fornecedores de redes de difracção: a *Edmund Scientific*, os distribuidores do corrente *star analyser*, e o fabricante *Paton Hawksley*.

Uma coincidência fortuita fez com que a AAVSO realizasse uma compra em grupo que reduzia substancialmente o custo do *star analyser 200* permitindo que mesmo com muito poucos recursos e uma situação economicamente desfavorável fosse possível chegar a um elemento óptico como este.

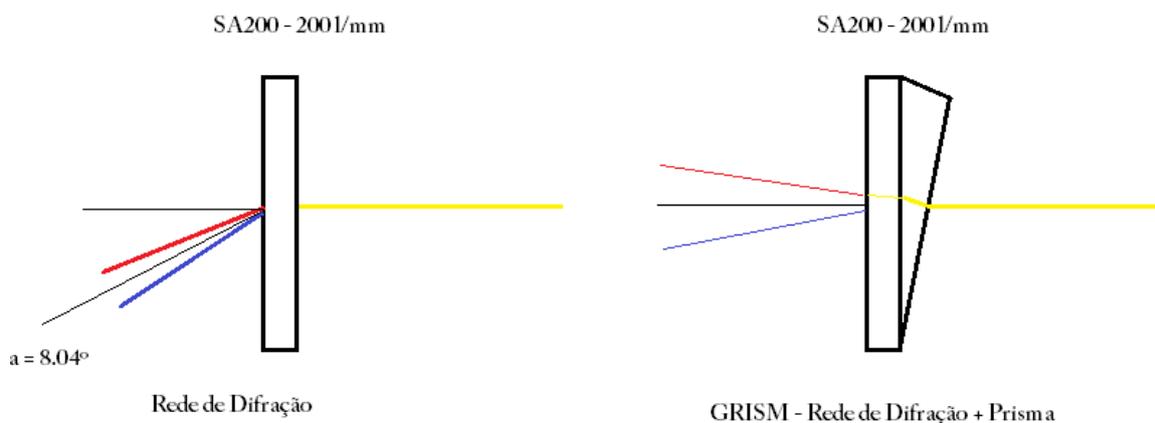


Figura 1 - Rede de difracção e correcção do feixe óptico

Obtida a rede de difracção, fui testar a nova arquitectura do sistema. Acontece que a rede de difracção possui, tal como o prisma, uma deflexão do eixo óptico no elemento dispersor, como se apresenta na figura 1. No entanto, existe uma possibilidade em óptica de corrigir esta flexão, introduzindo um elemento corrector antes que o trem de ondas atinja o elemento dispersor alterando o ângulo de incidência e o ângulo de saída. Neste caso, o eixo óptico não é desviado.

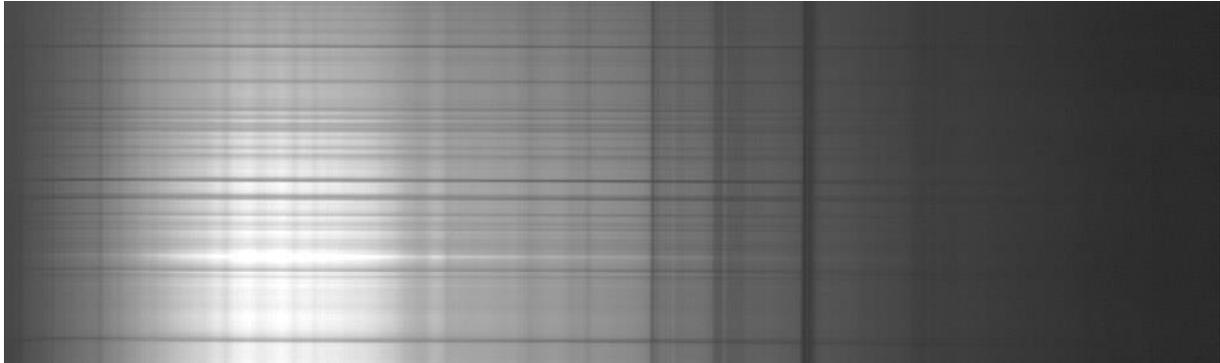
O cálculo da flexão do ângulo realiza-se recorrendo ao princípio de Huygens-Fresnel. Para uma rede de difracção de 200 linhas/mm a obtém-se uma flexão de 8° do raio difractado. Esta flexão dá origem à necessidade de colocar a lente de focagem fora do eixo óptico principal. No entanto, a correcção com um prisma, no sistema GRISM, permite obter um realinhamento dos feixes difractados com o eixo óptico principal do instrumento. (figura anterior, lado direito).

Tendo calculado qual a necessidade de prismas correctores, fiquei de certo modo bloqueado neste obstáculo, devido ao elevado custo destes elementos ópticos. No entanto, ocorrem por vezes coincidências fortuitas e felizes que desbloqueiam estes projectos: o astrónomo amador João Gregório possuía um prisma para realizar o conjunto *grism*, que no entanto apenas funcionava para um rede de 100 linhas por mm, visto a flexão do eixo óptico ser de cerca de $3,57^\circ$ nesse caso. Entretanto, o nosso colega e amigo Pedro Ré, em conversa sobre este projecto, lembrou-se de que possuía um prisma com um ângulo maior, pelo que teve a amabilidade e a generosidade de o emprestar. Este prisma possuía o ângulo certo para corrigir completamente a deflexão de um elemento de dispersão de duzentas linhas/mm. Alterei também a arquitectura do espectrómetro introduzindo um sensor de maior dimensão com cerca de 10 milímetros, com uma câmara *QHY5 II*.

Após as correcções referidas e com as inovações já indicadas, o sistema ficou com o aspecto que se apresenta na figura abaixo.



Os resultados esperados foram muito mais animadores e materializaram-se num espectro com maior resolução, como se apresenta na fotografia seguinte. Este segundo espectro possui cerca de 3,62 ångstrons por pixel. Ou seja, uma duplicação da resolução.



Conclusões do Al spec II

Ao terminar este espectrómetro concluí rapidamente da impossibilidade de o utilizar nesta configuração com o meu conjunto de instrumentos, pois a montagem ultrapassaria o limite de peso com a adição de mais 1,3 kg, e a calibração do centro de gravidade tornar-se-ia mais problemática e instável.

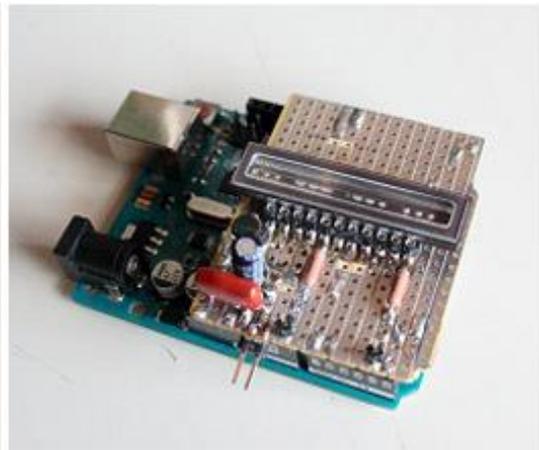
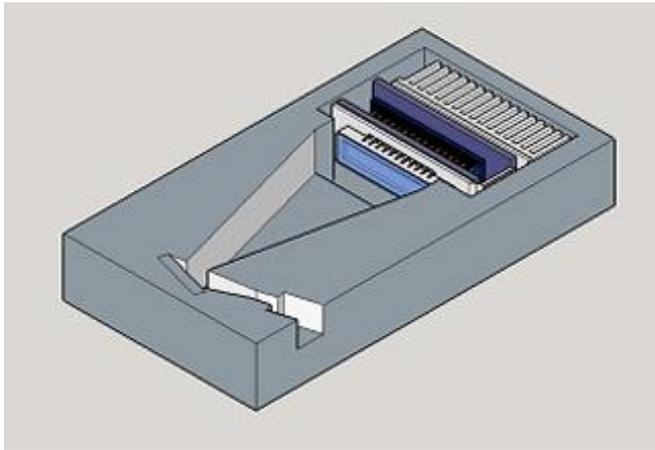
A abordagem para a resolução deste problema seria mais uma vez seguir o trabalho de Buil, e este resolveu o problema introduzindo um elemento de ligação entre o telescópio e o espectroscópio baseado em numa fibra óptica.

Esta abordagem retira a carga do telescópio. No entanto adiciona novos problemas que se relacionam com a perda de sinal caso esta seja menor que a dimensão projectada da estrela na secção da fibra óptica. Além de ocorrerem outros fenómenos físicos na fibra óptica que devem ser endereçados.

Génese da ideia do Al Spec Mk III

Na génese do Al Spec III inspirei-me novamente no trabalho de Buil, assim como em diversas formas novas de resolver o problema em que o instrumento fosse leve o suficiente para ser colocado no telescópio com peso perto dos 300 g, à semelhança do projecto *Spectruino* [2], com uma arquitectura baseada numa rede de difracção de reflexão, com sensor Linear CCD, arrefecido, com ligação de fibra óptica e fenda óptica, e uma resolução espectral de aproximadamente 1,5 ångstrons por pixel ou menor. Neste caso um número *menor* (por exemplo 1,2 ångstrons por pixel) significa *maior* resolução, dado que – para a mesma variação de comprimento de onda — as riscas espectrais correspondentes passaram a ficar mais espaçadas no chip.

Apresenta-se o actual rascunho do Al Spec MKIII assim como o protótipo onde está a ser feito o desenvolvimento actual, na sua fase de projecto e concepção os diferentes módulos que o compõem.



Conclusões:

Tal como aconteceu no passado, é actualmente possível construir instrumentos, com alguma capacidade. No entanto, é conveniente avaliar o triângulo tempo-qualidade-esforço, pois os recursos para se abordar este projecto são sempre proporcionais.

Recursos:

[1] – Loris spectrograph, Christian Buil - <http://www.astrosurf.com/buil/us/loris/loris.htm>

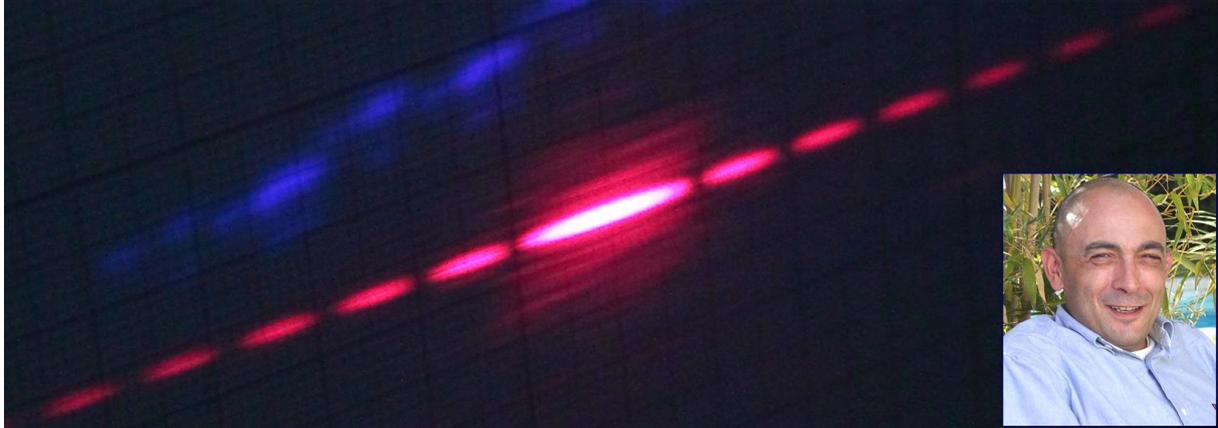
[2] – Projecto Spectruino - <http://myspectral.com/index.html>

[3] – Diffraction Grating - http://en.wikipedia.org/wiki/Diffraction_grating

[4] – Diffraction Grating - <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/phyopt/grating.html>

[5] – Beam Expander - http://en.wikipedia.org/wiki/Beam_expander

Determinação da dimensão da abertura de uma fenda óptica através do método de interferência de Fraunhofer



João Alveirinho Correia

[joaoruicorreia\(a\)gmail.com](mailto:joaoruicorreia@gmail.com)

A construção de um instrumento óptico revela-se uma tarefa interessante e gratificante pelo número de conhecimentos que se obtêm nessa realização. As actividades auxiliares de construção e verificação da precisão e rigor do instrumento construído são tão importantes como o próprio instrumento. Esta actividade auxiliar tem como objectivo verificar a precisão de uma fenda ajustável de construção artesanal, através de tecnologias aditivas com impressão 3D com polímero PLA (poliácido láctico).

Considerações iniciais

A construção e verificação de um instrumento óptico é um processo cumulativo, recursivo com o objectivo de resolver possíveis e muitas vezes frequentes erros de concepção, até se atingir o instrumento final.

Objectivo de construção de uma fenda óptica ajustável, de custo mais baixo, prende-se com o facto de a espectroscopia ser uma área com custos mais elevados, impossibilitando a entrada nesta área ao maior número de pessoas interessadas. No entanto com algum engenho é possível realizar instrumentos com custos mais equilibrados e acessíveis, utilizando materiais correntes.

A modelação 3D da fenda foi realizada com o software SketchUp Make[1], posteriormente o modelo é exportado, e importado numa aplicação que efectua o fatiamento, para que a impressora de 3D tenha a capacidade de realizar o objecto, efectuando a sua deposição.

Apresenta-se na figura 1 o modelo da fenda ajustável e (do lado direito) o respectivo objecto montado após impressão 3D das peças correspondentes.



Fig. 1.

Determinação da abertura da fenda teórica

Para determinarmos a precisão com que um parafuso pode deslocar linearmente um eixo, necessitamos perceber que um parafuso possui como parâmetro o passo (*pitch* em inglês).

Para um parafuso de 2 mm ISO M2:

pitch fino: 0,25 mm; *pitch* grosso: 0,40 mm.

Assumindo que uma rotação de 360° de um parafuso corresponde a uma volta da rosca, compreende-se que a divisão aritmética do passo pelo deslocamento angular de uma volta (360°) nos dá o deslocamento linear unitário, expresso em mm/°.

Logo, para o passo fino temos:

$$0,25 / 360 = 6,94 \times 10^{-4} \text{ mm/}^\circ = 0,000\ 694 \text{ mm/}^\circ = 0,694 \text{ } \mu\text{m/}^\circ.$$

E para o passo grosso será:

$$0,40 / 360 = 0,001 \text{ mm/}^\circ = 1 \text{ } \mu\text{m/}^\circ.$$

Se um milímetro são 1000 micrómetros (1000 μm), na indústria muitas vezes referidos como “1000 micra” (**nota 1**), então a precisão teórica do *deslocamento linear* determinado é de 0,694 μm e 1 μm , respectivamente, para um grau de rotação do parafuso.

O parafuso utilizado é muito provavelmente de passo grosso, por avaliação qualitativa com lupa microscópica. Como se pode observar na foto seguinte (figura 2), a referência é uma mina de lapiseira com 0,7 mm de diâmetro, sendo que a distância entre cristas é de aproximadamente 0,4 mm a 0,5 mm (**nota 2**).

Utilizando uma rotação de 5° com um passo grosso obtemos 0,005 mm de deslocamento linear, ou seja, 5 μm (na indústria referidos como 5 micra).

Teoricamente será possível obter precisões de semelhantes às calculadas, no entanto, tem de entrar-se em linha de conta com o facto de as folgas da união entre roscas da porca e do parafuso apresentarem deslocamentos superiores à precisão da rotação. Só um estudo mais aturado permitirá definir a folga associada a este conjunto.

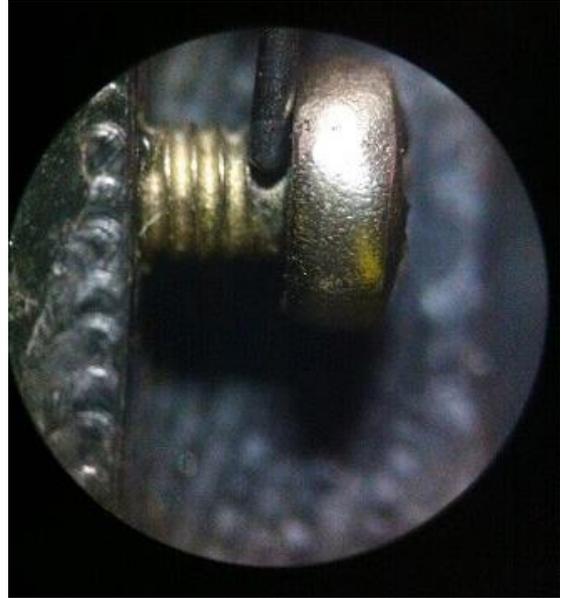


Fig. 2. Comparação entre o passo de um parafuso M2 e uma mina de lapiseira de 0,7 mm de diâmetro.

Desenhada e montada a fenda, é então necessário efectuar a calibração da mesma colocando as marcações no parafuso de ajuste por forma a obter um instrumento útil e razoavelmente preciso com dimensões conhecidas de afastamento das lâminas da fenda..

Em comentários com outros astrónomos amadores, recebi informação do Astrónomo amador José Ribeiro de como poderia efectuar a determinação da abertura da fenda através do método de interferência com feixe de comprimento de onda conhecido, a uma distância conhecida do alvo onde se produz a interferência.

Difracção de Fraunhofer.

Fraunhofer determinou a expressão que permite calcular a distância entre os pontos onde ocorrem interferências destrutivas (zonas escuras visíveis na figura 3), permitindo assim calibrar a abertura de uma fenda por este método.

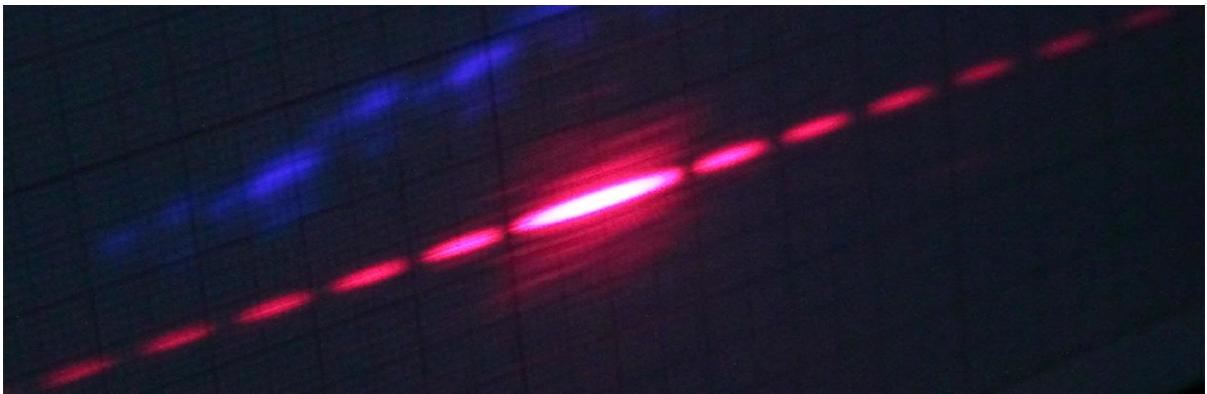


Fig. 3. Figura de interferência.

A expressão que relaciona a abertura da fenda com a distância ao alvo, e a distância entre pontos de interferência destrutiva, apresenta-se de seguida:

$$a = \lambda D / x . \quad \text{[Equação 1]}$$

onde

a - abertura da fenda;

λ - comprimento de onda do feixe de luz;

x - distância entre zonas de interferência destrutiva;

D - Distância da fenda ao alvo.

Em princípio, a , λ , x e D deveriam estar todos expressos nas mesmas unidades, por exemplo em milímetros, mas veremos mais abaixo uma forma de simplificar esses cálculos e trabalhar de uma forma mais simples e directa.

Como a variável neste equipamento é a abertura da fenda, foi necessário determinar uma abordagem onde a experiência permitisse afinar a fenda óptica. Se obtivesse teoricamente qual dimensão da fenda poderia de forma simples marcar a localização do parafuso de ajuste e marcar qual a abertura. Para construir a tabela auxiliar que se apresenta, é necessário resolver a equação 1 em ordem a x (distância das figuras de interferência destrutiva) .

se $a = (\lambda D / x)$, então será

$$x = \lambda D / a \quad \text{[Equação 2]}$$

Defini diversas fendas de base por forma a cobrir as diferentes necessidades que se podiam apresentar no futuro. Começando em 5 micra (5 μm) evoluindo a intervalos de 5 micra até aos 25 micra de abertura e posteriormente evoluindo a intervalos de 25 micra até aos 100 micra e dos 100 micra para diante a intervalos de 50 micra até aos 250 micra.

Os valores determinados para a distância da fenda ao alvo foram escolhidos por forma a obter valores de intervalo mais próximos da unidade de medida “milímetro”. Assumiu-se que o comprimento de onda do laser é $\lambda = 650 \text{ nm} = 0,650 \mu\text{m}$ (ou seja 0,650 micra), o do habitual laser de díodo vermelho. Por exemplo, com o referido $\lambda = 650 \text{ nm} = 0,650 \mu\text{m}$, para $a = 10 \mu\text{m}$ e $D = 500 \text{ mm}$, obtém-se (utilizando o milímetro como unidade para todas as grandezas envolvidas):

$$x = \frac{650 \times 10^{-6} \times 500}{10 \times 10^{-3}} = 32,5 \text{ mm}.$$

Porém, é possível trabalhar directamente, como fiz, com λ e a em micras e com D em milímetros (650 nm são 0,650 micras), obtendo x em milímetros, o que é muito mais prático. A justificação deste procedimento encontra-se na **nota 3**. A tabela seguinte obtém-se com a expressão [2] e foi utilizada para a experiência.

a (em micra)	x (em mm) com $D = 500$ mm	x (em mm) com $D = 1000$ mm
5	65	130
10	32,5	65
15	21,66	43,32
20	16,25	32,5
25	13	26
50	6,5	13
75	4,33	8,66
100	3,25	6,5
150	2,16	4,32
200	1,625	3,25
250	1,3	2,60

Da análise da tabela apresentada rapidamente se verifica que a calibração da fenda pode ser realizada nos intervalos de 5 micra a 100 micra com o alvo a 500 mm de distância sendo que a partir do 100 micra será mais realista efectuar à distância de um metro por forma a ter-se uma maior capacidade de discriminação dos intervalos. Planificada a actividade de calibração, restou preparar a experiência por forma a confirmar os dados.

Teste em Bancada.

Não conheço astrónomos amadores que possuam uma bancada óptica, sequer conheço astrónomos que realizem testes de bancada aos seus instrumentos, mas este teste necessita de um dispositivo experimental que permita realizar a experiência descrita.

Os requisitos para a realização são os seguintes:

- Laser com comprimento de onda conhecido, usualmente os lasers apontadores disponíveis no comércio, têm um comprimento de onda de 650 nm.
- Papel milimétrico para determinação dos intervalos calculados
- Secretária com uma área livre de 113 cm x 30 cm
- Fenda óptica desenvolvida e impressa com tecnologia aditiva.

Uma das regras que se deve utilizar para realizar a experiência é a de manter a ortogonalidade do feixe de laser com a fenda ajustável assim como com o alvo.

1.º passo – Determinação da dimensão da fenda com alvo a 500 mm verificação com o alvo a 1000 mm

2.º passo – Rotação do parafuso de ajuste por forma a conseguir-se 5 micra de deslocamento na fenda e verificação do resultado obtido.

Conclusões

É possível realizar uma fenda ajustável artesanalmente, utilizando os princípios de interferometria conhecidos, assim como calibrar a fenda para dimensões conhecidas, e passíveis de ser verificadas

Recursos:

1 - SketchUp Make – Trimble – Software de modelação 3D para Makers - <http://www.sketchup.com/products/sketchup-make>

2 - Cura 14.09 -, Ultimaker – Software de Slicing the modelos 3D para utilização em impressoras 3D do tipo RepRap.

3 - Fraunhofer Diffraction article – Georgia state University – Department of Physics - <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/phyopt/fraungeo.html>

4 - Modelo Online da Fenda – no Site Thingiverse - <http://www.thingiverse.com/thing:697247>

Nota 1 — A designação “micron” (plural *micra*) para indicar 0,001 mm está em desuso desde 1967 (13.^a Conferência Geral de Pesos e Medidas), mas ainda é usada – por comodismo e inércia – em algumas áreas da indústria. O antigo “micron” valia $0,001 \text{ mm} = 10^{-3} \text{ mm} = 10^{-6} \text{ m}$ e passou a ser denominado micrómetro, com o símbolo μm (milionésima parte do metro). Para melhor informação, $1 \mu\text{m} = 10^{-6} \text{ m} = 10^{-3} \text{ mm}$. E convém referir que $1 \text{ nm} = 10^{-9} \text{ m} = 10^{-6} \text{ mm} = 10^{-3} \mu\text{m}$, ou seja, $0,001 \mu\text{m}$. Ao longo do artigo veremos as vantagens práticas destas igualdades. (Nota do Editor).

Nota 2 — Uma forma interessante e conveniente de medir o passo de um parafuso é dar “N” voltas completas, com porca fixa, obtendo a progressão “x” da ponta do parafuso. O passo do parafuso será então x/N . Por questões práticas, e para minimizar erros de medição, convém usar um “N” elevado, por exemplo 20. (Nota do Editor).

Nota 3 — A expressão $x = \frac{650 \times 10^{-6} \times 500}{10 \times 10^{-3}} = 32,5 \text{ mm}$. pode simplificar-se para

$$x = \frac{650 \times 10^{-3} \times 500}{10} = 32,5 \text{ mm.}, \text{ ou, ainda } x = \frac{0,650 \times 500}{10} = 32,5 \text{ mm.}$$

Isto significa que podemos poupar tempo a converter unidades, pois podemos tomar λ e a em micrómetros (micra), com D em milímetros, sabendo-se que 650 nm são $0,650 \mu\text{m}$. (Nota do Editor).