



CAPÍTULO 6

TELESCÓPIOS

As observações dentro das faixas de comprimento de ondas ópticas e rádio são as mais aplicadas no uso de instrumentos astronômicos fixos à superfície da Terra. Isso porque, é principalmente nessas bandas que a atmosfera terrestre é transparente.

A mínima separação angular que pode ser detectada por um telescópio, também chamada resolução angular, é dada pela relação entre o comprimento de onda da radiação e o diâmetro do telescópio. Em radioastronomia, para se obter um poder de resolução comparável com a resolução dos telescópios ópticos, os instrumentos devem ter dimensões exageradamente grandes, sem possibilidades de construção.

Esse tipo de problema pode ser resolvido pelo uso da interferometria entre radioantenas separadas por grandes distâncias, proporcionando a mesma resolução angular que seria obtida com o uso de uma única antena, com diâmetro equivalente à separação entre os elementos do interferômetro.

Estas questões relacionadas a diferentes técnicas observacionais, serão discutidas no presente capítulo.

- **Introdução**

Conceitos Básicos; Limitação da atmosfera terrestre; Astronomia Espacial.

- **Telescópios Ópticos**

Refratores e Refletores; Novos tipos de telescópios; Detetores

- **Radiotelescópios**

Antenas; Interferometria; Síntese de Abertura; VLA; VLBI

Bibliografia:

- R.C. Smith, 1995, *Observational Astrophysics*, Cambridge University Press.
- C.R. Kitchin, 1991, *Astrophysical Techniques*, IOP Publishing Ltd.
- Zeilik & Smith, 1987 “Introductory Astronomy & Astrophysics” (cap. 9)
- Chaisson & McMillan, 1997 “Astronomy: a beginner’s guide to the Universe” (cap. 3)
- J.D. Kraus, 1966 "Radio Astronomy" (McGraw Hill, New York)
- P. Lená, 1980 "Methodes Physiques de l'Observation Astronomique" (Université Paris VII)

INTRODUÇÃO

Conceitos básicos

De uma forma geral, são duas as características que definem a boa qualidade da observação astronômica de objetos distantes e pouco luminosos: **poder de resolução** (melhor nível de detalhamento) e **sensibilidade** (maior quantidade de radiação coletada num menor tempo de exposição). Por esses motivos, em geral os telescópios de grande porte são os preferidos, pois oferecem uma maior área coletora. O brilho observado é diretamente proporcional à área da superfície coletora e portanto é proporcional ao quadrado do diâmetro do espelho do telescópio. Assim, define-se o **ganho** de um telescópio, com relação a um outro, como sendo dado pelo quadrado da razão entre o diâmetro das objetivas (lentes ou espelhos). Por exemplo, um telescópio de 4 m produz uma imagem 16 vezes mais brilhante que um telescópio de 1 m. Em termos de tempo de exposição, podemos dizer que um telescópio de 4 m produz em 3,75 minutos uma imagem equivalente àquela obtida por um telescópio de 1 m durante uma exposição de 1 hora. De forma geral, temos que o tempo de exposição é inversamente proporcional ao quadrado do diâmetro do telescópio.

Um dos fatores que limitam a qualidade da imagem é o efeito de difração, que acontece quando um feixe paralelo de luz é espalhado ao atravessar o telescópio, dificultando a concentração desse feixe em um único ponto. Com a difração, a imagem do objeto aparece com um certo grau de desfocalização causando uma perda de resolução do sistema.

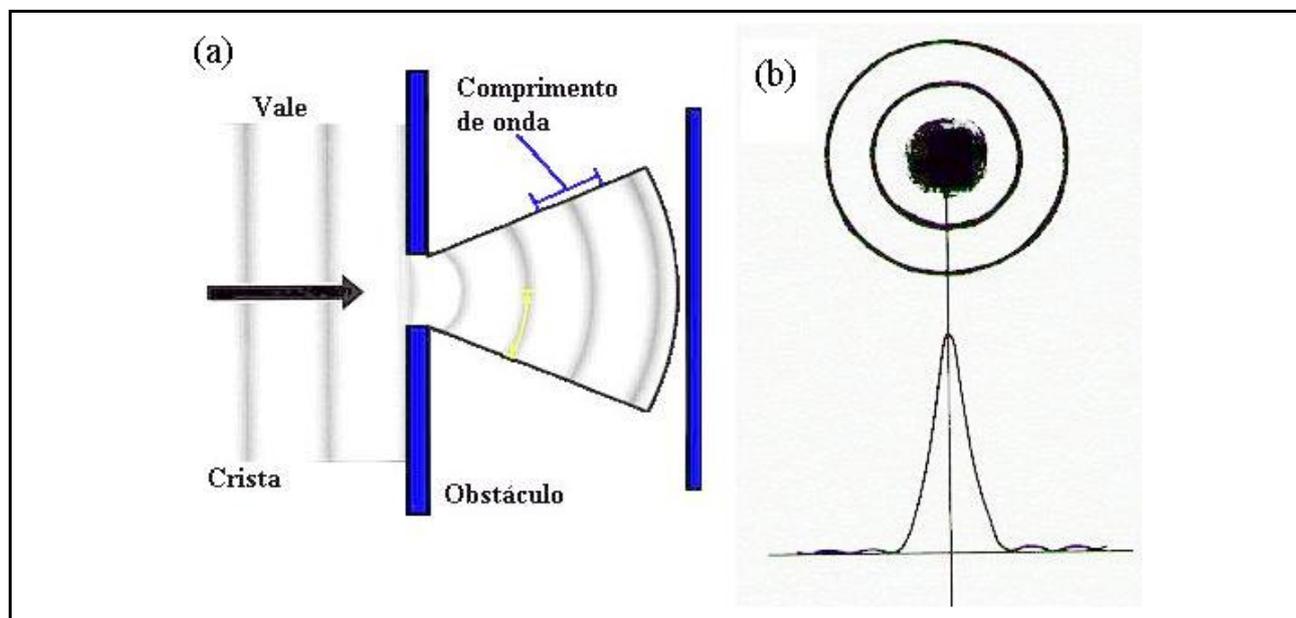
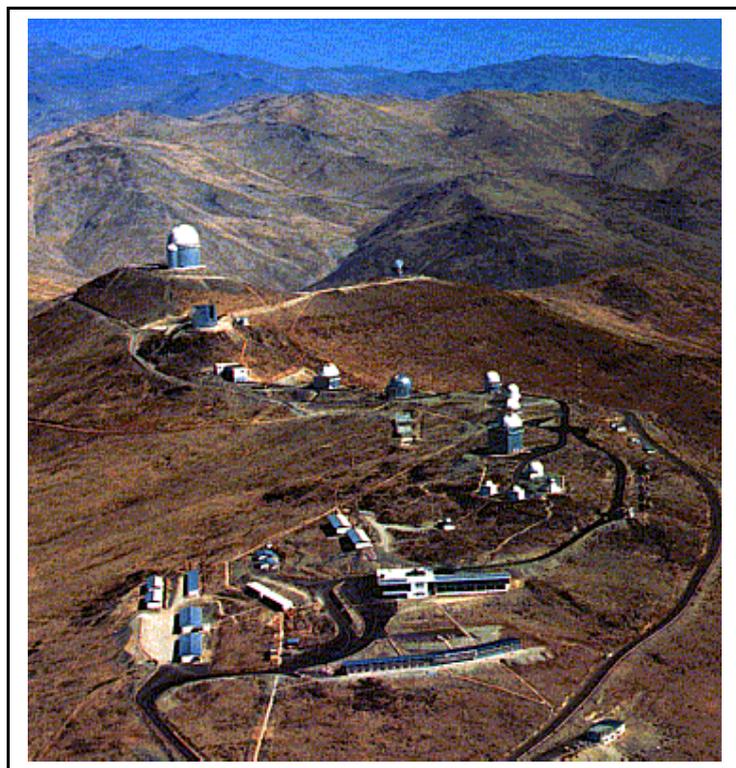


Figura 1. (a) O efeito de difração causado em um feixe de luz passando por uma abertura. Quanto maior o comprimento de onda ou menor o diâmetro da abertura, maior será o ângulo através do qual a onda será difratada. (b) Padrão teórico de difração de uma fonte pontual.

A mínima separação angular que pode ser distinguida por um telescópio determina a **resolução angular** do mesmo. A difração é proporcional à razão entre o comprimento de onda e o diâmetro do espelho do telescópio. Assim, a resolução angular é dada em segundos de arco por $\theta_{\min.} = 206265 \lambda / D$. No caso da luz visível, observada em um telescópio de 1 m na banda azul por exemplo (comprimento de onda $\lambda = 400 \text{ nm}$), a melhor resolução angular possível é da ordem de 0,1 segundos de arco. Para esse mesmo telescópio, operando no infravermelho ($\lambda = 10 \mu\text{m}$) a melhor resolução atingida seria de 2 segundos de arco. Desta forma, quanto maior o diâmetro do espelho do telescópio, melhor será seu poder de resolução para um dado comprimento de onda.

Na prática, mesmo os grandes telescópios têm uma limitação em resolução angular, a qual é imposta pela atmosfera terrestre. Devido à turbulência na atmosfera, a luz que nos chega de uma estrela sofre refração¹ e aparece deslocada, causando um efeito de cintilação da imagem. Se nenhuma correção instrumental for providenciada, o poder de resolução dos telescópios terrestres não pode ser melhor que 1 segundo de arco.



Para descrever as condições observacionais de um determinado sítio astronômico, utiliza-se o termo **seeing**. Em busca do melhor *seeing*, procura-se instalar os observatórios em sítios de maior altitude, menor umidade, livre de poeira e de contaminação de luzes das cidades. No Hemisfério Sul, os maiores telescópios encontram-se nos Andes chilenos, nas montanhas de La Silla (ESO²), Cerro Tololo (CTIO³), e Cerro Pachon (Gemini e SOAR⁴).

Figura 2. ESO, Observatório localizado em La Silla (Chile), a uma grande altitude em região desértica.

Para compensar alguns dos problemas instrumentais ou de *seeing* ruim, os dados observacionais podem ser corrigidos através de técnicas de processamento de imagem, como foi o exemplo das imagens do Telescópio Espacial Hubble, corrigidas das imperfeições causadas por defeitos no espelho, antes de seu reparo em 1993.

¹A refração ocorre quando há mudança na densidade do ar, alterando a direção do raio incidente.

²European Southern Observatory.

³Cerro Tololo Interamerican Observatory.

⁴Telescópios dos quais o Brasil participa na construção. O projeto Gemini tem dois telescópios de 8m, um deles está instalado no Havaí. O SOAR tem 4 m de diâmetro.

Atualmente, utilizam-se técnicas (que descreveremos mais adiante) conhecidas como **óptica ativa** e **óptica adaptativa**, onde o telescópio é ajustado a cada instante, durante a aquisição de dados, para corrigir distorções momentâneas do espelho, mudanças na temperatura ambiente, ou variações do *seeing*. Um telescópio como o NTT⁵, alcança poder de resolução de 0,5"; e o Keck⁶ chega a ter resolução de 0,25".

Limitações devidas à Atmosfera Terrestre

O olho humano é sensível apenas à faixa do visível no espectro eletromagnético. Para cobrir todas as bandas espectrais, dos comprimentos de onda rádio até os raios gama, são necessários diferentes tipos de detetores, envolvendo técnicas observacionais que superem a limitação da astronomia óptica.

Esta limitação é devida à atmosfera terrestre, que é opaca na maioria das faixas do espectro, sendo transparente somente no óptico, no infravermelho próximo e na faixa rádio, para os quais utilizam-se telescópios localizados na superfície da Terra.

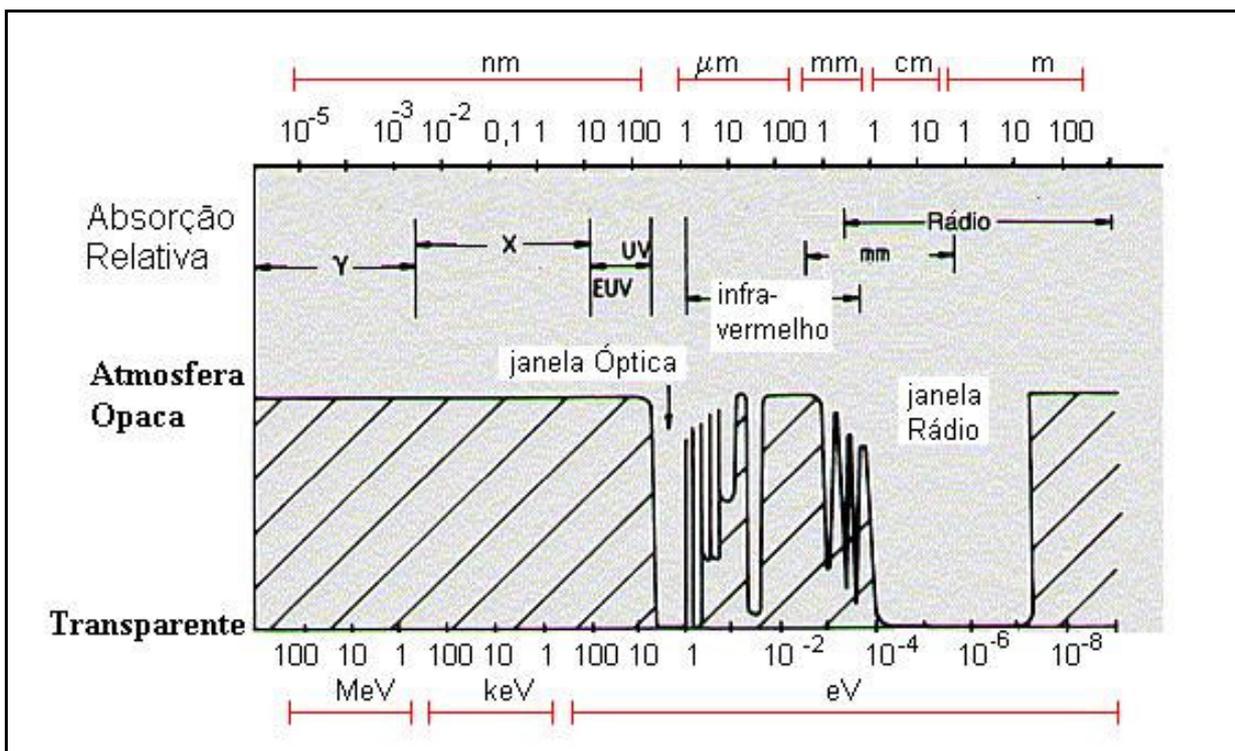


Figura 3. O espectro eletromagnético, mostrando a absorção causada pela atmosfera terrestre. Na superfície da Terra, somente pode ser detectada radiação das janelas no óptico, no infravermelho e em rádio.

⁵New Technology Telescope, 3,5m de diâmetro, instalado no ESO.

⁶Telescópio de 10m, localizado em Mauna Kea (Havaí), operado pelo *California Institute of Technology*.

Astronomia Espacial

Nos casos em que a atmosfera é opaca, se faz necessário o que chamamos de **astronomia espacial**. Os comprimentos de onda correspondentes às altas energias (raios γ , raios X, ultravioleta), são absorvidos na ionosfera, a uma altitude de 100 km, desta forma, podem ser detectados em equipamentos a bordo de balões e aviões. Os satélites também são freqüentemente utilizados nas observações de altas energias. Destacam-se os telescópios de raios-X, nos satélites pioneiros **Einstein** (início dos anos 80) e **ROSAT** (início dos anos 90). Na detecção de raios gama, destaca-se o **GRO** (*Gamma Ray Observatory*) lançado em 1991; e na detecção de raios ultravioleta destaca-se o satélite **IUE** (*International Ultraviolet Explorer*) lançado em 1978.

A radiação infravermelha é absorvida principalmente por moléculas de vapor d'água, e em menor escala por dióxido de carbono. As moléculas de água são encontradas nas regiões mais baixas da atmosfera, em torno de 20 km. Para detecção de comprimentos de onda no infravermelho é comum o uso de aviões ou satélites. Entre as medidas obtidas na faixa do infravermelho médio⁷ ao distante, destacam-se as observações realizadas pelo **IRAS** (*InfraRed Astronomy Satellite*). Numa varredura praticamente completa do céu, o IRAS forneceu um catálogo de fontes infravermelhas que muito contribuiu, em particular, ao estudo de regiões de formação estelar.

Cobrindo também uma faixa do infravermelho, operando em microondas o satélite **COBE** revelou uma importante evidência para a teoria do Big Bang, através do mapeamento da radiação de fundo.

Finalmente, é importante mencionar que atualmente o melhor sistema óptico de referência, de importância fundamental em astronomia de posição, é baseado nas observações do satélite **HIPPARCOS**.

Telescópios Ópticos

Basicamente, a função de um telescópio é a de coletar e concentrar num feixe focalizado a radiação proveniente de uma determinada região do céu. No caso dos telescópios ópticos, eles funcionam como uma extensão do olho humano, desenhados para coletar a luz visível. Os componentes ópticos, tais como lentes e espelhos, são utilizados para direcionar o caminho dos raios de luz, levando-os a um foco, de forma que uma imagem seja formada.

A concentração da luz num foco pode ser obtida tanto por uma lente (por refração) como por um espelho (por reflexão), definindo dois diferentes desenhos de telescópios: refrator e refletor.

⁷ As faixas do infravermelho (IV) se dividem em três: IV próximo, com comprimentos de onda de 1 a 5 μm ; IV médio com λ da ordem de 10 a 20 μm ; e IV distante com λ da ordem de 50 a 100 μm .

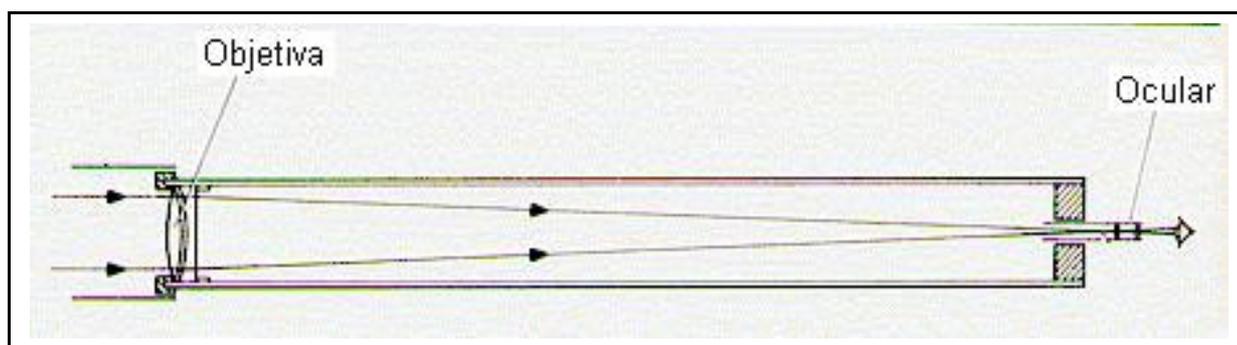


Figura 4. Desenho de um telescópio refrator.

Refratores e Refletores

Apesar desses dois tipos de telescópios possuírem a mesma função, por uma série de motivos os telescópios refletores são mais usados do que os refratores. A necessidade de área coletoras cada vez maiores, torna mais prático e econômico se lidar com espelhos grandes do que com lentes grandes. O maior telescópio refrator, com 1 m de diâmetro, foi instalado em 1897 no Observatório de Yerkes e ainda se encontra em uso. Já os mais modernos telescópios refletores são da ordem de 10 m de diâmetro. Além do problema de peso, as lentes decompõem a luz como um prisma, focalizando os diferentes comprimentos de onda em pontos diferentes; isso causa um defeito na imagem conhecido como **aberração cromática**.

Ao atravessar uma lente, a luz visível sofre uma pequena absorção pelo vidro, mas esse efeito é bastante severo para o infravermelho e o ultravioleta, o que não acontece com espelhos. Um outra desvantagem a mencionar a respeito das lentes é o fato de possuírem duas faces a serem atravessadas, tornando necessário um perfeito polimento de ambas. No caso dos telescópios refletores, apenas uma face deve ser polida.

Num telescópio refletor, a luz atravessa um tubo e atinge o espelho primário, sendo refletida para trás e dirigida ao foco primário, que se encontra na entrada do tubo. O espelho principal é um parabolóide, que faz com que um feixe paralelo de luz, proveniente de uma estrela distante, seja focalizado no foco primário. A relação entre a distância focal F e o diâmetro D do espelho define a chamada **razão focal** F/D (ver Figura 5). A razão focal é comumente expressa por " $f/\#$ ". Por exemplo, um telescópio de 20 cm de diâmetro com distância focal de 1m tem sua razão focal expressa por " $f/5$ ". Para determinar a dimensão linear da imagem de um objeto extenso utiliza-se a escala de placa, que depende da razão focal do telescópio. Lembrando que $1^\circ = 0,01745$ rad, a escala de placa é definida por $s = 0,01745.F$ dada em unidades de F por grau. Um telescópio $f/13$ com diâmetro de 60 cm tem distância focal $F = 13 \times 60 \text{ cm} = 780 \text{ cm}$. A escala de placa é $s = 13,6 \text{ cm}/^\circ$ ou $0,07^\circ/\text{cm}$.

Diferentes configurações podem levar o feixe convergente para outros focos, caracterizando vários tipos de telescópios refletores.

Num **telescópio Newtoniano** a luz é interceptada por um espelho secundário, antes de atingir o foco primário, sendo defletida a 90° , geralmente para uma ocular que fica na lateral do instrumento. Esta configuração é a mais usada em telescópios pequenos. Nos casos em que se faz necessário acoplar outros dispositivos ao telescópio, tais como detetores de grande porte, utiliza-se uma montagem no chamado foco **Cassegrain**. Neste desenho, a luz direcionada para o foco primário é interceptada pelo espelho secundário e redirecionada de volta para o centro do espelho primário, o qual tem uma pequena abertura no centro.

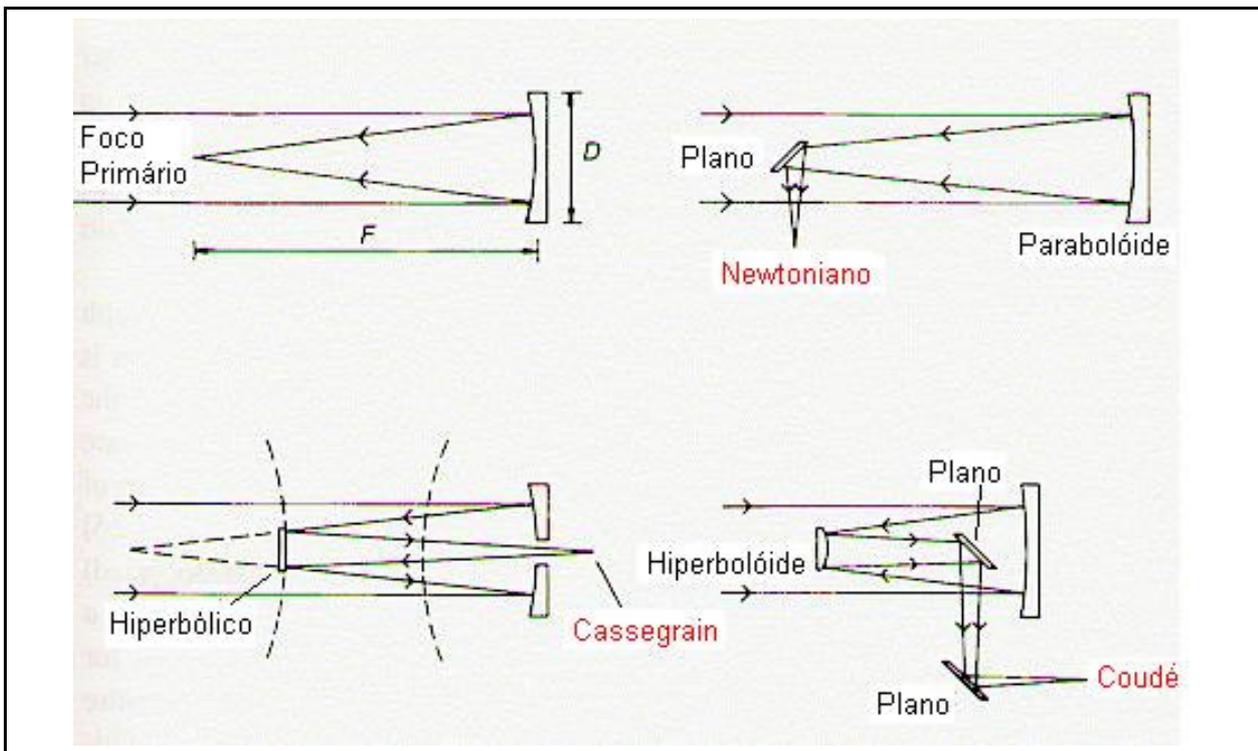


Figura 5. Principais tipos de focos utilizados na construção de telescópios refletores.

Numa variação do telescópio Cassegrain, a luz refletida pelo espelho secundário é interceptada por um terceiro espelho, que faz com que o feixe seja desviado para o chamado **foco Coudé** (cujo nome tem origem na palavra "cotovelo" em francês). Esta configuração tem a vantagem de levar o feixe de luz para uma sala sob condições especiais onde são colocados equipamentos mais pesados e de maior sensibilidade, que não poderiam ser acoplados ao foco Cassegrain. O caminho da luz direcionada para a sala Coudé permanece ao longo do eixo de rotação do telescópio, de forma que o caminho da luz não se altera à medida que o telescópio se movimenta.

Novos tipos de telescópios

Aumentar o diâmetro do espelho é um dos caminhos para se aumentar a quantidade de luz coletada pelo telescópio, e portanto melhorar o seu desempenho. No entanto, existem dificuldades técnicas e custos elevados na construção de espelhos muito grandes. Os novos modelos de telescópios buscam maximizar a coleta de luz, sem aumentar demais seu custo de fabricação.

Atualmente, os grandes espelhos (monolíticos), estão sendo construídos com espessura

muito fina, usando uma estrutura do tipo colméia e moldando a superfície do espelho na forma parabólica por meio de rotação. Um sistema de suporte ativo, atuando em múltiplos pontos, é usado para manter constante a forma do espelho, a qual é continuamente monitorada, à medida que o telescópio se movimenta. Essa técnica foi adotada na construção dos telescópios de 8 m. do projeto Gemini, do qual o Brasil também participa.

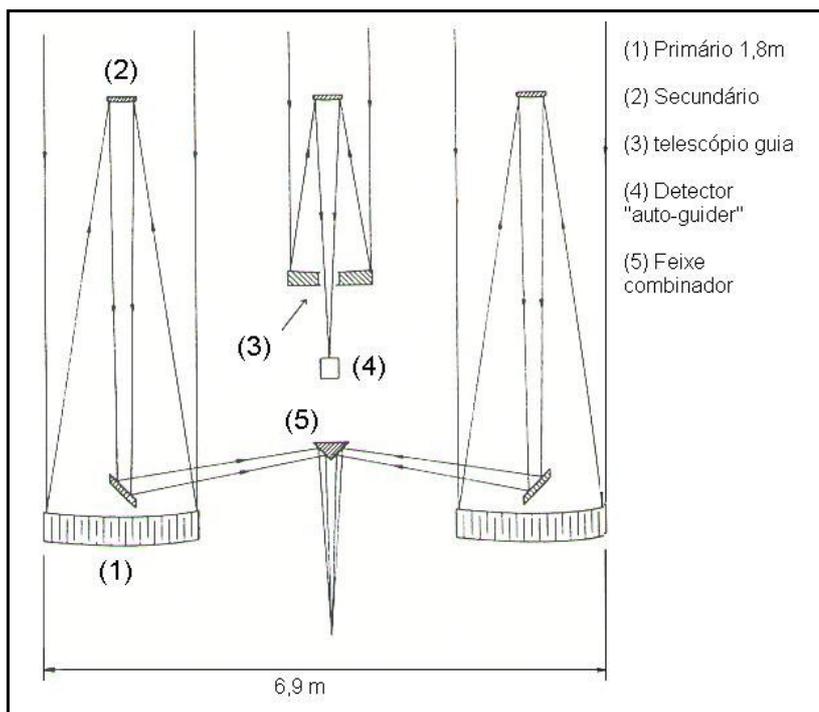
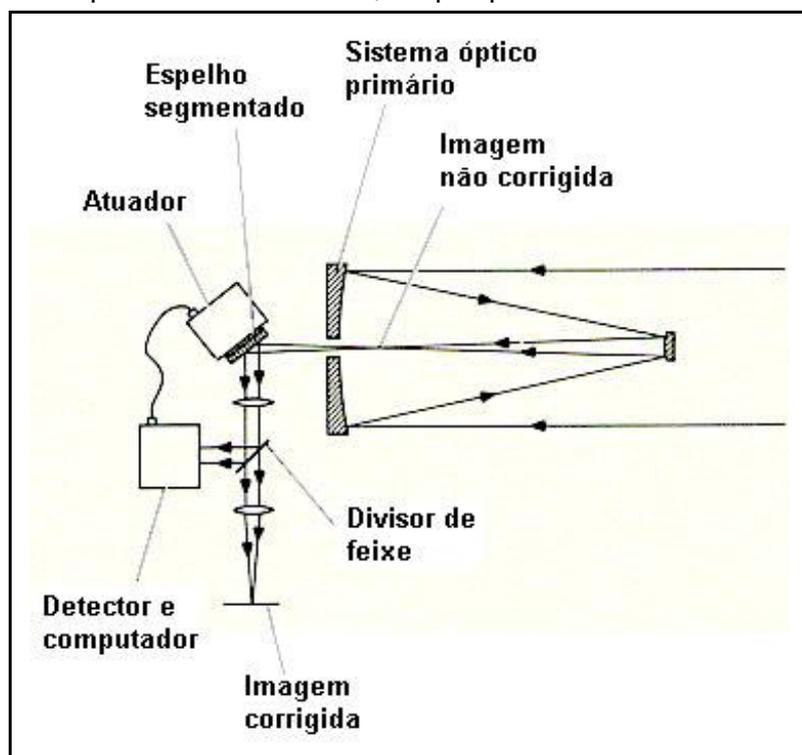


Figura 6. Esquema mostrando o caminho óptico de dois dos seis telescópios do MMT. Um telescópio guia de 76 cm é utilizado para alinhamento do MMT.

Para obter uma grande área coletora, simulando um telescópio de grande abertura, existem projetos de múltiplos espelhos, onde combina-se a luz coletada em vários telescópios pequenos. Esse é o caso do **MMT** (*Multi-Mirror Telescope*) constituído de 6 telescópios de 1,8 m. de diâmetro cada, arranjados numa forma hexagonal de modo que a luz seja levada a um foco comum. Um dispositivo é usado para manter uma acurada sobreposição das imagens (ver Figura 6). A área coletora do MMT é equivalente a de um telescópio de 4,4 m., mas o seu custo é cerca de 40% menor.

Um outro telescópio de múltiplos espelhos é o **VLT** (*Very Large Telescope*), constituído de quatro telescópios de 8,2 m. de diâmetro, que serão capazes de operar individualmente ou formando um interferômetro com linha de base de 130 m. Se os quatro telescópios operarem em conjunto, levando a luz a um foco comum, o VLT terá uma área coletora equivalente a de um espelho de 16,4 m. de diâmetro.

Destacam-se também telescópios que utilizam um **espelho mosaico**, como no caso do Keck de 10 m. de diâmetro. O espelho segmentado é formado por 36 telescópios de 1,8 m. de diâmetro, ajustados num mosaico em torno de uma abertura hexagonal, onde localiza-se o foco Cassegrain. Cada espelho tem um suporte independente e é monitorado para que se mantenha seu alinhamento e sua forma. Essa técnica é conhecida como **óptica ativa**, onde são efetuados contínuos ajustes, em escalas de tempo de poucos minutos, para que a forma do espelho não se altere, o que poderia causar deformidades na imagem. Uma outra técnica



de controle do telescópio é a **óptica adaptativa**, onde os ajustes são feitos para corrigir o efeito da turbulência atmosférica. Neste caso, as escalas de tempo envolvidas são da ordem de 10 a 100 milisegundos, numa técnica conhecida como compensação atmosférica em tempo real.

Figura 7. Esquema do sistema óptico para correção de imagens usando a técnica de compensação atmosférica em tempo real.

Uma grande conquista para a astronomia óptica, que superou as limitações que a atmosfera impõe às observações feitas na superfície da Terra, foi a entrada em operação do **Telescópio Espacial Hubble**⁸. O *Hubble* tem 2,4 m. de diâmetro, com um efeito de difração menor que 0,05 segundos de arco oferecendo uma visão do Universo cerca de 20 vezes mais apurada que qualquer grande telescópio localizado em solo.

⁸ O telescópio espacial Hubble foi colocado em órbita em 1990 pelo ônibus espacial *Discovery* da NASA.

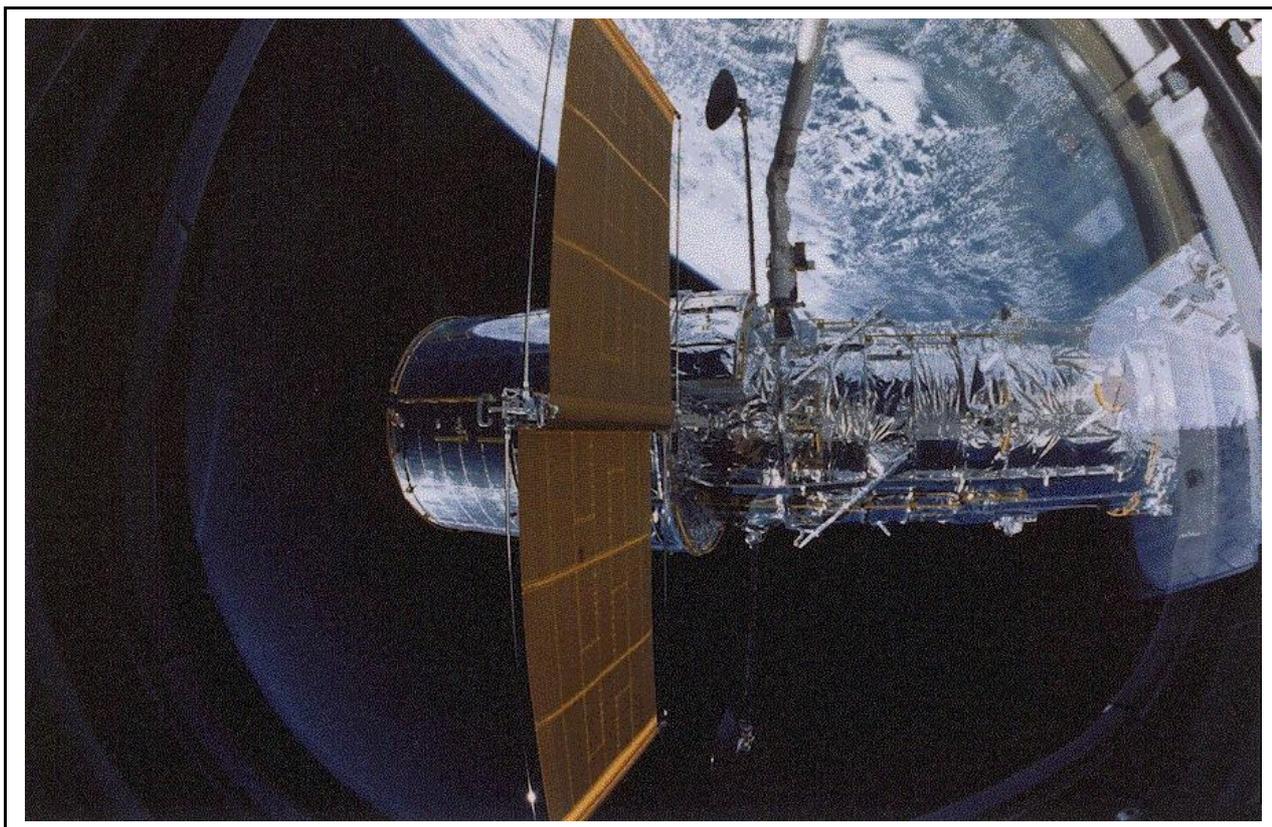


Figura 8. Telescópio espacial Hubble.

Detetores

Hoje em dia, os detetores eletrônicos são os mais empregados na aquisição de dados nos grandes observatórios. Eles são conhecidos como **CCDs** (*Charge-Coupled Devices*), cuja saída é diretamente ligada a um computador, que irá armazenar os dados.

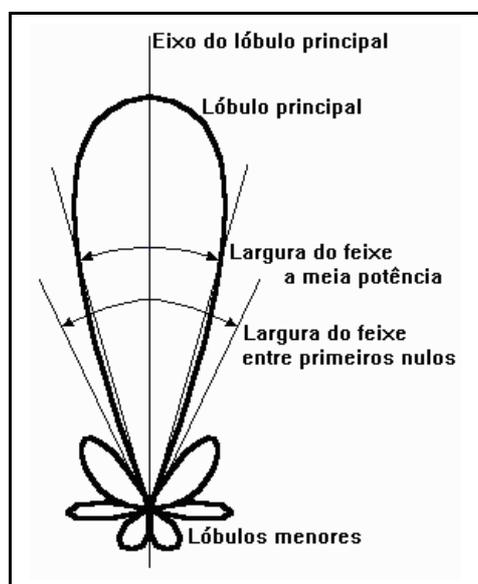
Basicamente um CCD consiste de uma pastilha de silício composta de várias camadas (*chip*), dividida em vários pequenos elementos chamados de **pixels** (*picture elements*) num arranjo bidimensional. Quando a luz atinge um pixel, uma carga elétrica é liberada no CCD. A quantidade de carga é diretamente proporcional ao número de fótons incidentes naquele pixel, ou seja à intensidade de luz recebida naquele ponto.

RADIOTELESCÓPIOS

A propriedade de um receptor radiastronômico é detectar o campo elétrico de modo coerente, com sensibilidade suficiente para coletar as pequenas densidades de fluxo das radiofontes cósmicas. Independente da configuração do sistema - radiotelescópio de prato único ou interferômetro - destaca-se a presença da antena, que tem papel importante em todos os tipos de radiotelescópios.

Antenas

Uma antena pode ser definida como uma região de transição entre uma onda livre no espaço e uma onda guiada. A antena de um radiotelescópio atua como um coletor de ondas rádio, funcionando analogamente a lentes ou espelhos de um telescópio óptico.



A resposta de uma antena em função da direção é dada pelo padrão de antena, o qual consiste de um certo número de lóbulos, como se observa na Figura 9. O padrão pode ser expresso em termos de intensidade de campo ou em termos de intensidade de radiação. Numericamente, pode-se especificar o padrão em termos da largura angular do lóbulo principal para um determinado nível, por exemplo o ângulo a nível de meia potência, ou mesmo a largura do feixe entre os primeiros nulos.

Figura 9. Padrão de antena.

Outro parâmetro importante da antena é a diretividade, definida como sendo a relação entre a intensidade máxima de radiação e a intensidade média de radiação. A diretividade é também função do tamanho da antena. Nos grandes radiotelescópios as antenas são geralmente refletores parabólicos, ou então arranjos de antenas elementares, tais como dipolos ou antenas helicoidais.

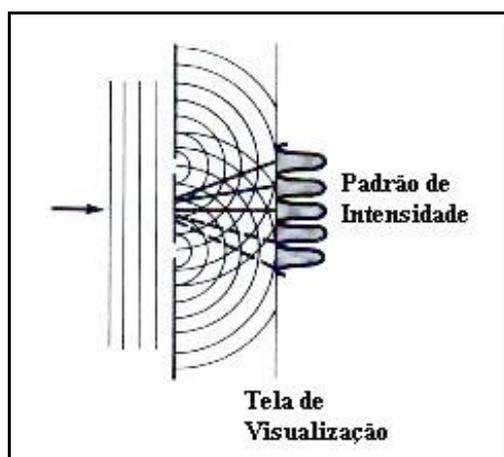
Instrumentos com grandes superfícies coletoras são muito usados no estudo de fontes fracas, com tempos de observação relativamente curtos. São particularmente usuais na espectroscopia de fontes de pequeno tamanho angular; para o estudo de fenômenos rapidamente variáveis, tais como pulsares ou estrelas pulsantes; ou mesmo ocultações de fontes pela Lua, onde longos tempos de integração não são adequados para a resolução desejada. O tempo de integração diminui com o aumento da dimensão do prato.

O tipo mais comum é aquele que possui um refletor parabólico no qual as ondas rádio são refletidas a um ponto focal onde se localiza uma pequena antena que coleta a energia e alimenta o rádio-receptor.

Uma boa dirigibilidade é requerida nas observações de grandes áreas do céu, no acompanhamento das fontes em suas trajetórias, ou para observar fontes em diferentes declinações. Para a redução dos custos e simplicidade de construção a dirigibilidade pode ser restrita à coordenada declinação, usando a rotação da Terra para varrer a ascensão reta. A antena pode ser movida mecanicamente como um todo e precisa ser rígida o suficiente para suportar tais movimentos sem excessiva distorção de sua forma.

Interferometria

Uma forma simples de explicar o efeito da interferometria nas observações astronômicas é através do esquema de funcionamento de um interferômetro óptico, como pode ser visto na Figura 10. O instrumento soma a luz proveniente de uma mesma fonte que passa por dois



pontos separados. As ondas dos dois pontos interagem para formar um padrão de franjas de interferência. Nas posições em que as cristas das duas ondas coincidem ocorre interferência construtiva e franjas brilhantes aparecem. Por outro lado, onde as cristas de uma onda encontram os vales de outra, a interferência é destrutiva, formando-se então franjas escuras. A variação de intensidade entre franjas brilhantes e escuras apresenta um perfil senoidal.

Figura 10. Interferômetro óptico.

O interferômetro rádio é um radiotelescópio compreendendo duas ou mais antenas distintas, utilizadas em conjunto para produzir o efeito de uma única antena de grandes dimensões. As antenas podem estar muito próximas ou mesmo superpostas, porém na maioria dos casos elas se encontram separadas por uma determinada distância. Elas não precisam necessariamente ser semelhantes, pois em muitos casos o interferômetro encontra os resultados desejados pela combinação das propriedades de antenas bastante diferentes. Duas antenas montadas sobre uma linha de base, ligadas entre si por cabos de transmissão, têm seus sinais de saída combinados eletronicamente; passados para um receptor e finalmente registrados.

Quando a fonte passa pelo feixe⁹ do instrumento, a resposta de saída terá um aspecto de franjas de interferência, cuja interpretação fornece informações a respeito da fonte observada.

O interferômetro mais simples é formado por duas antenas e tem como princípio básico de funcionamento o dispositivo de Michelson, utilizado na interferometria óptica. Suas duas antenas são fixas numa base orientada na linha leste-oeste, separadas por uma distância D , onde $D=n\lambda$, n é um número inteiro e λ é o comprimento de onda.

Para simplificar, vamos admitir que a fonte observada seja pontual e que as duas antenas não sejam diretivas (o ganho é o mesmo em todas as direções). Cabos de transmissão - de mesmo comprimento - ligam as antenas a um único receptor, situado no centro do dispositivo.

Uma onda chegando em fase nas duas antenas induz sinais que se propagam pelos cabos até o receptor. Mesmo considerando que a fonte esteja no meridiano, o movimento da Terra faz com que as ondas emitidas pela fonte não cheguem sempre em fase. Com isso, a potência no receptor diminui até se anular, quando as duas ondas se encontram em oposição de fase e neste caso a diferença de caminho corresponde a meio comprimento de onda. Pela

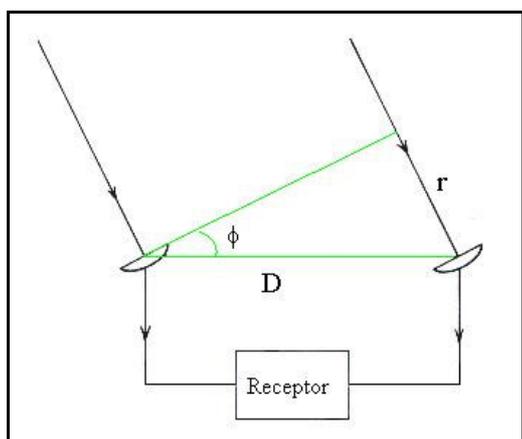


Figura 11 pode-se determinar o ângulo de posição da fonte, em que a potência assume valores máximos e mínimos:

mín. $\Rightarrow r=\lambda/2+p\lambda$; máx. $\Rightarrow r=q\lambda$, onde p e q são inteiros.

Como, $r=D \text{ sen } \phi = n\lambda \text{ sen } \phi$, teremos então que:

$\phi_{\text{mín}} = (p+1/2)/n$ e $\phi_{\text{máx}} = q/n$, supondo que $\text{sen}\phi \cong \phi$ para pequenos valores de ϕ .

Figura 11. Esquema de um interferômetro de duas antenas.

Na prática não se utilizam antenas fixas e isotrópicas, pois seu ganho é muito fraco em comparação com antenas diretivas. Neste caso, as franjas de interferência variam com o ganho de cada antena, onde o diagrama resultante é o produto do diagrama de um interferômetro simples de antenas isotrópicas pelo de uma antena elementar.

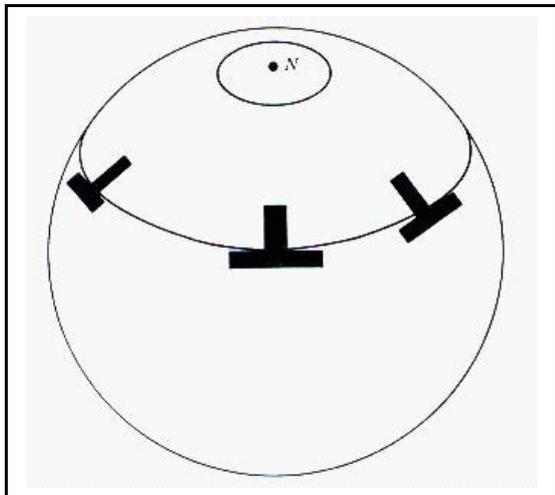
Síntese de Abertura

A medida de visibilidade das franjas é uma função que envolve o produto de duas outras funções. Uma delas é a distribuição de brilho da fonte observada e a outra é dada pelo padrão de sensibilidade da antena, ou seja, o sinal depende tanto da estrutura da fonte quanto das posições relativas entre os elementos do interferômetro e a posição da fonte.

Assim, com um número suficiente de medidas da visibilidade, pode-se reconstruir a imagem da radioemissão do objeto, usando-se as propriedades das transformadas de Fourier (lembrando que a visibilidade é a transformada de Fourier da distribuição de radiação no céu).

⁹Veja a definição de feixe na Figura 9.

Uma maneira de se medir a visibilidade em várias posições diferentes é utilizar o método de **síntese de abertura**, que aproveita o movimento de rotação da Terra para sintetizar uma grande área varrida.



A figura 12 apresenta as diferentes posições dos elementos do interferômetro, vistas a partir de um referencial fixo na radiofonte. Por uma questão econômica, as medidas não precisam ser contínuas no tempo, podendo ser efetuadas em pequenos intervalos de tempo, dentro de um certo período de observação.

Figura 12. (a) Rotação aparente de uma área da superfície da Terra vista de um dado ponto do espaço, formando uma abertura sintetizada.

Interferômetro VLA

O VLA (*Very Large Array*) é uma composição de 3 fileiras com 27 antenas ao todo, com 25 m. de diâmetro cada uma, ligadas por um sistema de guia de ondas, ao longo de uma configuração em forma de Y.

As antenas formam 4 arranjos possíveis, correspondendo às variações de linhas de base de 1; 3,5; 10 e 35km, proporcionando assim uma resolução angular muito boa para os comprimentos de onda de 1,3; 2; 6 e 21cm. O princípio básico de operação é o método de síntese de abertura, mencionado anteriormente.

Os interferômetros formados por fileiras de grandes dimensões já eram idealizados no início dos anos 60, no *NRAO (National Radio Astronomy Observatory)*. No projeto inicial, as fileiras que formariam o Y equi-angular teriam 21 km de extensão e incluiriam 36 antenas, proporcionando uma resolução de 1" para $\lambda = 11$ cm. Era também estabelecido que o modo de operação seria baseado na síntese de Fourier. Em 1972 foram tomadas as providências para início da construção, ficando estabelecido que o prazo para o término seria 1980. As primeiras franjas de interferência foram gravadas em 1976, com apenas duas antenas operando a $\lambda = 6$ cm sobre uma linha de base com 1,2 km. O primeiro mapa de objeto astronômico extenso (NGC 40) foi feito em 1977.

Estudos empíricos indicaram que o ângulo entre os braços do Y deveria ser de 120° , e que um braço deveria estar a um ângulo de 5° com a direção norte-sul. O comprimento dos braços foi requerido pela resolução angular desejada enquanto que o número de antenas (27) foi determinado pelos níveis de lóbulos laterais do feixe sintetizado.

O tamanho das antenas é um compromisso entre a sensibilidade, campo de visão e custo, dependendo também dos componentes eletrônicos.

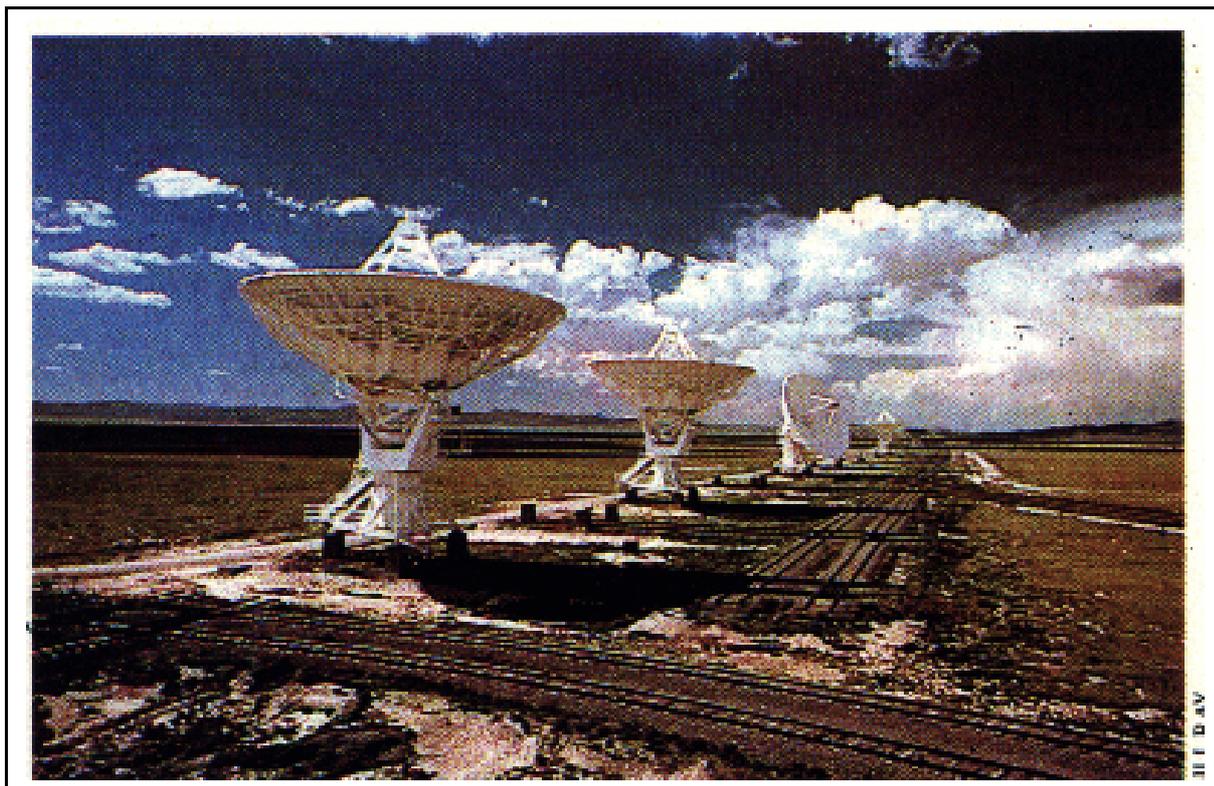


Figura 13. O arranjo das 27 antenas dispostas sobre trilhos em forma "Y" formando o VLA.

Amplificadores processam e convergem os sinais enviados pelos guias de onda. Os sinais são convertidos para a mesma faixa de frequência e passam por um retardador que compensa os diferentes tempos de chegada, e por fim são correlacionados para produzir medidas de visibilidade. As observações são armazenadas em gravadores magnéticos e vários programas computacionais são aplicados para corrigir, calibrar e apresentar os resultados.

Uma das principais funções do VLA é o mapeamento de rádio-fontes associadas com galáxias distantes, por exemplo 3C 388, uma grande galáxia elíptica que possui uma rádio-fonte em seu centro. Também tem sido feitos mapeamentos de rádio-fontes associadas a quasares, propiciando estudos a respeito dos jatos associados a esses objetos. No caso de nossa Galáxia, o uso do VLA dá oportunidade de se mapear estruturas rádio, produzidas por estrelas e sistemas estelares. O mapeamento de cinturões de radiação que circundam Júpiter é um dos exemplos de observações de objetos do sistema solar.

Interferômetro VLBI

Para melhorar sensivelmente a resolução angular ($< 1''$), se faz necessária uma linha de base com dimensões até intercontinentais. Neste caso torna-se inviável que as antenas sejam conectadas entre si por linhas de transmissão, pelas quais os sinais sejam combinados em tempo hábil e de forma sincronizada.

Com o desenvolvimento das técnicas computacionais e o surgimento dos relógios atômicos com altíssima precisão, tornou-se possível a interferometria entre antenas separadas por milhares de quilômetros, observando simultaneamente o mesmo objeto.

Esse tipo de interferometria, conhecida como VLBI (*Very Long Baseline Interferometry*), foi inicializada em 1967 por um grupo de radioastrônomos do Canadá e Estados Unidos.

Com VLBI, os sinais são gravados por meio de equipamentos eletrônicos nas proximidades de cada antena, usando uma marcação de tempo com precisão de microsegundos. Posteriormente, os dados registrados são correlacionados em sincronismo.

A imagem da rádio-fonte observada pode ser obtida pela medida da fase e da amplitude das franjas de interferência, medidas que também se tornam possíveis pelo método de síntese de abertura, nas observações com VLBI.

Os maiores esforços na obtenção de boas imagens por este método, são no sentido de estabilizar a fase da distribuição dos telescópios que compõem o interferômetro. Apesar da redução ao mínimo de erros instrumentais, existem ainda as flutuações de fase causadas pela atmosfera, e no caso das mais baixas rádio-freqüências, pela ionosfera e pelo meio interplanetário.

Para o VLBI, os instrumentos muitas vezes se encontram em diferentes continentes, e a fase das franjas de interferência muito provavelmente serão alteradas, não só pela atmosfera ou ionosfera, mas também pela dificuldade em se conhecer precisamente as distâncias entre focos dos telescópios.

VLBI é a única técnica que pode resolver as componentes compactas em centros de quasares e núcleos de galáxias ativas, sendo tais componentes que fornecem a grande quantidade de energia que esses objetos emitem.

Um dos mais significativos resultados obtidos em astronomia foi a descoberta de movimentos relativos entre as componentes compactas, que excedem a velocidade da luz.

As complexas estruturas das fontes masers moleculares, associadas com formação de estrelas massivas, gigantes vermelhas e supergigantes, puderam ser detalhadas e medidas. Essas medidas também apresentaram informações que possibilitaram a determinação de distâncias por meio de técnicas de paralaxe estatística.

Destacam-se ainda, estudos astrofísicos como curva gravitacional da luz, ou estrutura detalhada da absorção do Hidrogênio, em fontes galáticas e extra-galáticas, entre muitos outros.

Exercícios

1. Mencione três vantagens dos telescópios refletores sobre os refratores.
2. Por quê os radiotelescópios devem ser tão grandes?
3. Compare o poder de resolução e o ganho (poder de coletar luz) do olho humano com aqueles de: (a) telescópio de 10 cm; (b) telescópio de 4 m.
4. Utilizando a maior separação de radiotelescópio do VLA, qual será seu poder de resolução operando a: (a) 1,3 cm; (b) 21 cm?
5. Um telescópio de 2 m coleta uma dada porção de luz durante 1 h. Quanto tempo de integração será necessário para um telescópio de 6m desempenhar a mesma tarefa?
6. A Lua tem um tamanho angular de $0,5^\circ$. Qual é a escala de placa de um telescópio que produz sua imagem com dimensão de 2,1 cm? Se esse telescópio tiver razão focal $f/12$, qual será seu diâmetro?
7. Atividade com imagens CCD:

Nas duas páginas seguintes encontram-se matrizes que simulam uma imagem CCD com cada elemento assinalando um número de 0 a 9, para representar a porção de luz em cada pixel. **(a)** Usando apenas quatro cores, desenvolva uma escala de código de cores para os dez diferentes valores de brilho, 0 a 9. Desenhe sua escala de cores na margem da folha que mostra a **matriz de código de cores 1**. Usando sua escala de cores, colorir cada pixel com sua cor apropriada. **(b)** Simule agora uma escala logarítmica em sua escala de código de cores, repetindo o item (a) na **matriz de código de cores 2**. **(c)** Quais as diferenças e semelhanças quando se compara as duas imagens? **(d)** Cada diferente escala de código pode ser imaginada como uma diferente paleta de cores. Compare as grades de imagens em termos dos prós e contras do uso de diferentes paletas.

