

A cosmologia de 21 cm e o radiotelescópio BINGO

Carlos Alexandre Wuensche

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais

Resumo

Apresentamos neste artigo um breve panorama da cosmologia de 21 cm, baseada no estudo da transição hiperfina do spin do elétron no átomo de hidrogênio neutro (HI). A distribuição de HI é um dos traçadores da aglutinação de matéria e da formação de estruturas e é, possivelmente, a única forma de observar o universo antes da reionização, ocorrida em $20 \gtrsim z \gtrsim 6$. Apresentamos a técnica de radioastronomia utilizada para medir a distribuição de HI, conhecida como mapeamento de intensidade, e os requisitos instrumentais necessários para realizá-lo e produzir um levantamento de HI em rádio, ao longo de um intervalo de *redshifts* $2,5 \gtrsim z \gtrsim 0,1$. Nesse contexto, apresentamos o radiotelescópio BINGO, que está sendo construído no Brasil e foi projetado para medir oscilações acústicas de bárions no universo próximo ($0,127 \leq z \leq 0,449$) usando o mapeamento de intensidade da transição de 21 cm.

Abstract

In this article we present a brief overview of the 21 cm cosmology, based on the study of the hyperfine spin transition of the electron in the neutral hydrogen atom (HI). The hydrogen distribution is one of the tracers of the matter clustering and formation of structures and it is possibly the only way to observe the Universe before reionization, which occurred in $20 \gtrsim z \gtrsim 6$. We present the radio astronomy technique used to measure the distribution of HI, known as intensity mapping, and the instrumental requirements needed to perform it and produce a HI survey in radio, over an interval of *redshifts* $2.5 \gtrsim z \gtrsim 0.1$. In this context, we present the BINGO radio telescope, which is being built in Brazil and was designed to measure acoustic oscillations of baryons in the nearby Universe ($0.127 \leq z \leq 0.449$) using intensity mapping of the 21 cm transition.

Palavras-chave: cosmologia de 21 cm, radioastronomia, oscilações acústicas de bárions

Keywords: 21 cm cosmology, radioastronomy, baryon acoustic oscillations

DOI: [10.47456/Cad.Astro.v3n1.36917](https://doi.org/10.47456/Cad.Astro.v3n1.36917)

1 Introdução

A astronomia e a cosmologia no séc. XXI vêm se beneficiando de uma série de novos resultados em diversos comprimentos de onda obtidos a partir da análise de dados de grandes levantamentos observacionais em rádio e micro-ondas (NVSS, WMAP, Planck), no óptico/infravermelho (SDSS, DESI, Pan-Starrs) e em energias mais altas (raios-X e gama) (AGILE, Fermi, Swift, Chandra, Integral, XMM-Newton). A década atual também verá o início de operação dos observatórios mais poderosos já concebidos pelo homem, como os satélites James Webb Space Telescope e Euclid, o Square Kilometre Array Observatory (SKAO), o Dark Energy Spectroscopic Instrument (DESI) e o Large Synoptic Survey Telescope (LSST), agora renomeado Vera C. Rubin Observatory.

Entretanto, algumas questões fundamentais

que ligam a astrofísica à cosmologia e à própria física permanecem em aberto, algumas há várias décadas. Entre elas, podemos citar a origem e a natureza do “setor escuro” do universo, constituído de matéria escura (ME) e energia escura (EE), e a validação da hipótese inflacionária para o modelo cosmológico padrão, que considera um universo em expansão acelerada e composto, além de ME e EE, de matéria bariônica, radiação e neutrinos (Λ CDM). As três questões têm implicações profundas não só na visão de universo adotada pela cosmologia atual, mas também na essência da física de partículas e nas teorias de unificação das interações fundamentais.

Particularmente, a compreensão das propriedades da EE está possivelmente ligada à aceleração da expansão do universo, que pode ser explicada por diferentes abordagens da equação de estado do fluido cósmico. Uma abordagem al-

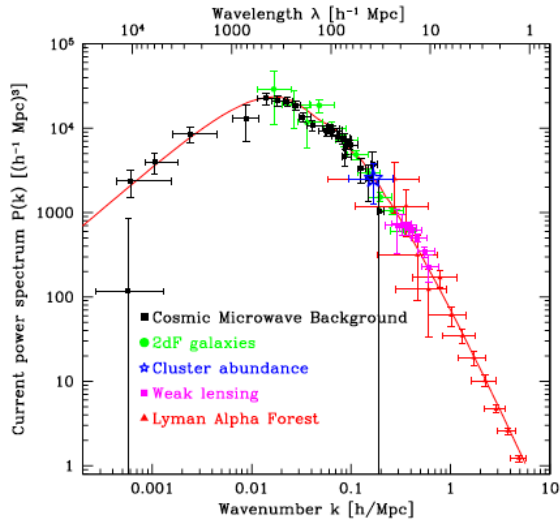


Figura 1: Espectro de potência da matéria. a curva vermelha é a previsão teórica, superposta às medidas dos observáveis listados na legenda. Créditos: Adaptado da Ref. [4]

ternativa é a modificação da teoria da relatividade geral em escalas cosmológicas. Alguns observáveis foram selecionados para o estudo da origem e propriedades da aceleração cósmica, buscando caracterizá-la no contexto da EE. Ao longo de mais de duas décadas, as supernova tipo Ia (SN Ia), as oscilações acústicas de bárions (em inglês, Baryon Acoustic Oscillations - BAO), o lenteamento gravitacional fraco (em inglês, Weak Lensing - WL) e a determinação da abundância de aglomerados de galáxias (em inglês, Cluster Counts - CC) vêm sendo considerados como as principais sondas para explorar o universo no intervalo de *redshift*¹ $6 \gtrsim z \gtrsim 0$ [1–3].

Cada um desses observáveis tem como alvo uma determinada classe de objetos astronômicos. Combinados, eles cobrem um grande intervalo de *redshift* e, conseqüentemente, permitem uma excelente confirmação da forma do espectro de potência da matéria ao longo de um grande volume no universo, desde o regime linear, na época da radiação cósmica de fundo em microondas (em inglês, cosmic microwave background - CMB) até épocas mais recentes, com as perturbações de matéria evoluindo para um regime extremamente não-linear. A Figura 1 apresenta o espectro de potência da matéria superposto a medidas de alguns observáveis cosmológicos, ao longo da história do universo.

Uma maneira de “rastrear” essa evolução co-

¹Desvio para o vermelho em inglês.

brindo um grande volume cósmico é mapear a distribuição do hidrogênio neutro (HI) através de medidas da linha de 21 cm ao longo da história do universo (ver, e.g., [5–7]). A emissão em 21 cm correspondente à transição hiperfina do átomo de hidrogênio, medida com bastante precisão ($\lambda = 21,1$ cm, correspondendo a uma frequência $\nu = 1420,4$ MHz). A transição em 21 cm é sensível à temperatura e ao estado de ionização do gás intergaláctico, bem como aos valores dos parâmetros cosmológicos. Como transição ocorre em uma frequência muito bem definida, observações do mesmo fenômeno feitas em diferentes frequências permitem estimar diretamente o *redshift* da fonte emissora.

Este artigo pretende apresentar uma visão geral do estudo cosmológico da distribuição de HI ao longo da história do universo, a chamada “cosmologia de 21 cm”. Discutiremos os fundamentos nos quais a cosmologia de 21 cm está baseada na Seção 2 e sua relação com os observáveis cosmológicos usados para colocar vínculos no modelo cosmológico padrão na Seção 3. A Seção 4 discute a técnica de mapeamento de intensidade. A instrumentação necessária para o estudo da distribuição de HI será tratada na Seção 5, e o radiotelescópio BINGO será apresentado na Seção 6. Faremos as considerações finais na Seção 7.

2 Fundamentos da cosmologia de 21 cm

O universo evoluiu de um estado denso e quente, com pequenas perturbações na distribuição do fluido matéria-radiação ($\delta\rho/\rho \sim \delta T/T \sim 10^{-5}$). Nessa época, halos de matéria escura já se aglutinavam devido à atração gravitacional sofrida, mas bárions ainda permaneciam acoplados à radiação, devido à seção de choque entre elétrons e fótons via espalhamento Thomson.

Com a recombinação dos elétrons e prótons para formar HI, o universo tornou-se “transparente” à radiação, uma vez que não havia mais elétrons disponíveis para alterar a trajetória dos fótons. Nessa época ocorreu o desacoplamento da matéria bariônica e da radiação, quando o universo tinha cerca de 380.000 anos. A partir desse momento, as perturbações de densidade puderam evoluir, chegando no regime não-linear e formando as primeiras estruturas do universo, depois de cerca de 180 milhões de anos, num período conhecido como reionização. Vários artigos e li-

vros descrevem essa parte da história do universo: uma apresentação menos técnica e mais descritiva pode ser encontrada em [8] e uma descrição técnica detalhada é apresentada, e.g., em [9, 10].

A época entre o desacoplamento e a reionização é conhecida como “Idade das Trevas” (IdT), uma vez que ainda não tinham sido formadas as primeiras estrelas e somente fótons com energia correspondente ao infravermelho e pequenos aglomerados de hidrogênio (H) e hélio (He), em processo de crescimento, povoavam o universo. A IdT corresponde, aproximadamente, ao intervalo de tempo entre o desacoplamento ($t = 380.000$ anos) até o final da reionização ($t \approx 10^9$ anos e equivale a um intervalo de *redshift* $1100 \lesssim z \lesssim 6$).

Da recombinação à reionização, o universo era constituído, essencialmente, H, He e traços de lítio (Li), na proporção aproximada de 75% para 25%, e era neutro. A história da evolução da matéria e da transição da evolução das flutuações de densidade do regime linear para o não-linear pode ser traçada através da distribuição de HI no intervalo de *redshift* $20 \leq z \leq 6$.

O estudo da IdT possui várias motivações, entre elas o estudo do universo quando as perturbações passaram do regime de colapso linear para não-linear; a possibilidade de encontrar estrelas muito antigas (as chamadas Pop III) e estudar a influência dos primeiros quasares e estrelas extremamente massivas em sua vizinhança.

A cosmologia de 21 cm é, provavelmente, nossa melhor aposta para estudar os fenômenos acima numa época do universo em que os objetos formados encontravam-se tão distantes de nós que o sinal emitido é praticamente inacessível para os instrumentos existentes hoje. Mesmo na próxima década, talvez somente instrumentos com o nível de tecnologia do James Webb Space Telescope atinjam a sensibilidade para detectar sinais na faixa óptica ou infravermelha, cuja intensidade permita o estudo detalhado dos fenômenos de formação de estruturas que ocorreram no final da IdT.

2.1 A física da transição hiperfina de 21 cm

Apesar de ser o elemento mais abundante do universo, a detecção de HI em distâncias extragalácticas e cosmológicas é uma tarefa bastante desafiadora, uma vez que a intensidade da transição hiperfina causada pela inversão do spin do

elétron é extremamente fraca (cerca de 5×10^{-6} eV), comparada, por exemplo, com a energia de ionização do H (-13,6 eV). A frequência de emissão é muito bem determinada: 1420,406 MHz, que corresponde a um comprimento de onda $\lambda = 21,106$ cm. Porém, essa transição é extremamente improvável, uma vez que um átomo emite um fóton em 21 cm a cada 10^{15} s ($\sim 30 \times 10^6$ anos), o que sugere o sinal extremamente fraco. Entretanto, o fato de existir uma enorme quantidade de átomos de H faz com que a intensidade do sinal seja detectável, e mais provável de ser observado em *redshifts* maiores, quando havia uma maior quantidade de HI, apesar da intensidade decair proporcionalmente ao quadrado da distância à fonte.

A transição de 21cm pode ser observada tanto por emissão quanto por absorção, e estes dois processos são governados pela interação entre o campo de radiação local e a distribuição da população de HI nos estados paralelo e anti-paralelo (conforme Figura 2), dada por

$$\frac{n_1}{n_0} = \frac{g_1}{g_0} e^{T_*/T_s} \quad (1)$$

em que n são as densidades numéricas nos estados paralelo e anti-paralelo, g são as funções de partição, T_* é a temperatura do meio e T_s é a temperatura de spin, que define o número de ocupação relativo entre os 2 níveis hiperfinos. T_s é a variável relevante para que o sinal de 21 cm seja diferente de zero.

O deslocamento Doppler devido às distâncias cosmológicas faz com que a frequência de emissão da transição de 21 cm seja deslocada para valores mais baixos. Assim, a frequência de detecção definida pelos radiotelescópios que estiverem observando a distribuição de HI seja imediatamente transformada em informação sobre a velocidade e a distância (ou *redshift*) da fonte emissora. Por simplicidade, sempre vamos nos referir à "linha de 21 cm", mesmo quando estivermos falando de medidas cosmológicas, cuja frequência observada será sempre inferior à 1420 MHz.

Um radiotelescópio mede a temperatura de brilho, T_b , cuja intensidade na origem é reduzida em função do *redshift*,

$$\begin{aligned} T_b'(z) &= T_b(z)(1+z) \\ &= T_s e^{-\tau_\nu} + T_\gamma(z)(1 - e^{-\tau_\nu}) \end{aligned} \quad (2)$$

Nesse contexto, T_γ é a temperatura da CMB e τ_ν é a profundidade óptica para uma nuvem de H, e

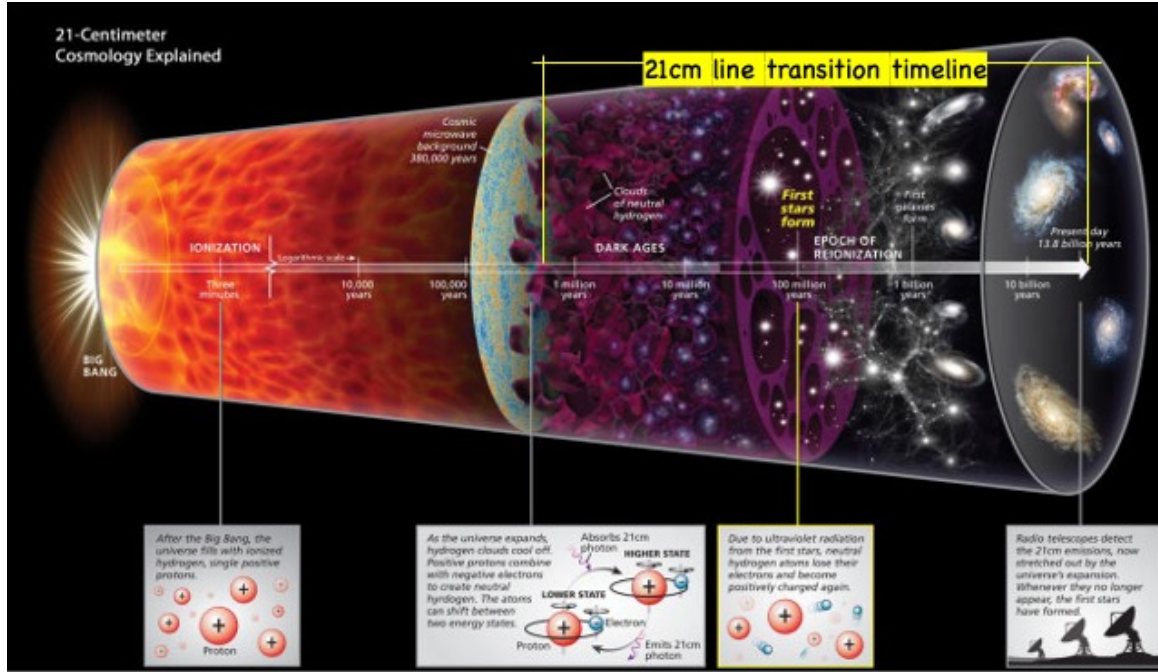


Figura 2: Linha do tempo do universo, com os principais eventos da história da formação de estruturas associado ao comportamento do hidrogênio. Em destaque, a linha do tempo da transição de 21 cm. Créditos: Roen Kelly. Fonte: <https://www.discovermagazine.com/the-sciences/chasing-the-universes-first-generation-of-stars> (versão adaptada pelo autor).

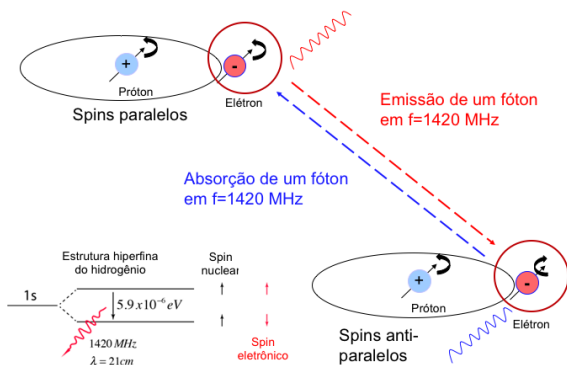


Figura 3: Esquema da transição hiperfina do átomo de hidrogênio.

pode ser expressa em termos dos coeficientes de Einstein. Um observador está interessado nas flutuações da temperatura de brilho $\delta T_b = T_b - T_\gamma$. Considerando uma pequena profundidade óptica, a Eq. (2) pode ser reescrita na forma

$$\delta T_b(z) = \frac{T_s - T_\gamma(z)}{(1+z)} \tau_\nu \quad (3)$$

Fazendo algumas considerações sobre a expressão para a profundidade óptica em termos de variáveis astrofísicas e cosmológicas, conforme discutido em [5,6], podemos escrever a temperatura de

brilho na forma

$$\delta T_b(\nu) \approx 9X_{HI}(1 + \delta_b) \left[1 - \frac{T_\gamma(z)}{T_S} \right] \times (1+z)^{1/2} \left[\frac{H(z)/(1+z)}{dv_{||}/dr_{||}} \right] \text{ mK} \quad (4)$$

Os termos na primeira linha da Eq. (4) correspondem às contribuições astrofísicas: X_{HI} é a fração de HI, $(1+\delta_b)$ descreve o excesso de densidade de bárions, $T_\gamma(z)$ corresponde à temperatura da CMB no *redshift* z e T_S é a temperatura de spin. Os termos na segunda linha descrevem as contribuições cosmológicas: $H(z)$ é o parâmetro de Hubble, e $dv_{||}/dr_{||}$ corresponde ao gradiente de velocidade da distribuição de HI ao longo da linha de visada. T_S é determinada pelo campo de radiação em que a distribuição de H está imersa, e flutua em torno de $T_\gamma(z)$.

A diferença entre ambas determina qual será o processo dominante: absorção, emissão ou ausência de flutuações em T_b . Para *redshifts* maiores, $T_\gamma(z) = T_{CMB}$ e emissão é o processo dominante. Para *redshifts* menores, $T_\gamma(z) = T_{Ly-\alpha}$ é a absorção que domina.

É possível definir T_S como uma combinação linear de várias temperaturas, em que cada uma domina numa certa época. Os processos físicos relevantes ocorrem sempre em contraponto

à temperatura do campo de radiação da CMB, e são, essencialmente: a interação direta com a CMB (que produz, principalmente absorção, mas também emissão estimulada), o acoplamento colisional, principalmente entre átomos de H, mas também entre H e HE, e o efeito do espalhamento por fótons Lyman- α , conhecido como acoplamento Wouthuysen-Field (W-S), quando a absorção e reemissão de fótons Ly- α misturam os estados hiperfinos. O efeito W-S é discutido em detalhes em [11]. Na condição de equilíbrio,

$$T_S = \frac{T_\gamma^{-1} + x_\alpha T_\alpha^{-1} + x_c T_K^{-1}}{1 + x_\alpha + x_c}, \quad (5)$$

em que x_c é o coeficiente de acoplamento colisional para a interação H-H e H- e^- e x_α caracteriza o acoplamento W-S. T_γ é a temperatura da CMB, T_α é a temperatura do campo de radiação Ly- α e T_K é a temperatura cinética associada campo de radiação ultravioleta. Uma descrição bastante detalhada deste processo pode ser encontrada em [12]. A evolução das flutuações de T_b [Eq. (4)] em função dos termos da Eq. (5) e sua associação com os processos físicos correspondentes pode ser vista na Figura 4.

T_b é a grandeza mensurável relevante na cosmologia de 21 cm. Ela é diretamente derivada da equação de transferência radiativa (tratada em diversos livros-texto de física e astronomia, e.g., [13]). A seguir veremos como essas medidas são feitas e como interpreta-las à luz do modelo cosmológico padrão.

3 Os observáveis cosmológicos

As flutuações na distribuição de HI permitem traçar a evolução da dinâmica da matéria e da formação de estruturas, quando as perturbações da matéria encontram-se no regime não linear, permitindo que o estudo da emissão difusa em 21 cm coloque o modelo Λ CDM à prova. Da mesma forma que as flutuações da CMB, em $z=1100$, e levantamentos das estrutura em grande escala, em $z < 1$, a distribuição de HI em $z > 10$ pode ser usada como sonda cosmológica. Entre a superfície de último espalhamento e a época da formação dos primeiros objetos, a linha de 21 cm é o único observável cosmológico a que podemos ter acesso.

Já vimos que T_b depende sensivelmente das condições do MIG (Seção 2). Qualquer alteração no cenário padrão de absorção ou aquecimento do

MIG (por efeitos de emissão Ly- α e raios X) implica numa distorção da curva mostrada na Fig. 4, que pode indicar fenômenos exóticos como o decaimento de matéria escura, espalhamento entre bárions e matéria escura ou emissão de raios X por buracos negros primordiais [14]. Resultados que contemplam a interação entre matéria escura e bárions, por exemplo, foram reportados em [15] e discutidos em [16, 17].

A temperatura do HI é extremamente baixa ($E_{21cm} = 5,9 \times 10^{-6}$ eV, o que implica em $T_{21cm} = 0,068K$), o que implica qualquer perturbação no campo de radiação causado por fontes de UV ou raios X atrás da região de HI altera T_b . Podemos tratar a transição em 21 cm como um calorímetro extremamente sensível a processos físicos que modificam T_S .

4 Mapeamento de intensidade: uma forma eficiente de medir a distribuição de HI

Levantamentos de galáxias nas faixas óptica e infravermelho do espectro eletromagnético são extremamente eficientes no estudo da estrutura em grande escala no universo próximo ($z \lesssim 2$) e, entre os resultados de grande impacto das últimas 3 décadas com estes levantamentos, podemos citar a detecção de BAO [18–20].

Levantamentos espectroscópicos no óptico são feitos a partir da separação da radiação coletada pelo telescópio por um espectrômetro em diferentes comprimentos de onda. Eles são extremamente eficientes na identificação dos *redshifts* de objetos individuais, mas requerem anos para a produção de um catálogo de boa qualidade, devido ao tempo exigido para observação e determinação do *redshift* de cada objeto. Levantamentos fotométricos estimam o *redshift* a partir da medida da intensidade com diferentes filtros (correspondendo a bandas de comprimento de onda diferentes) no óptico e no infravermelho. A determinação da intensidade \times comprimento de onda para cada filtro fotométrico é calculada e comparada com a intensidade modelada a partir de uma biblioteca de modelos de síntese de população estelar em galáxias, escalonados para diferentes *redshifts*.

Levantamentos de galáxias são ferramentas extremamente poderosas, mas possuem algumas deficiências intrínsecas. Por exemplo, a resolução

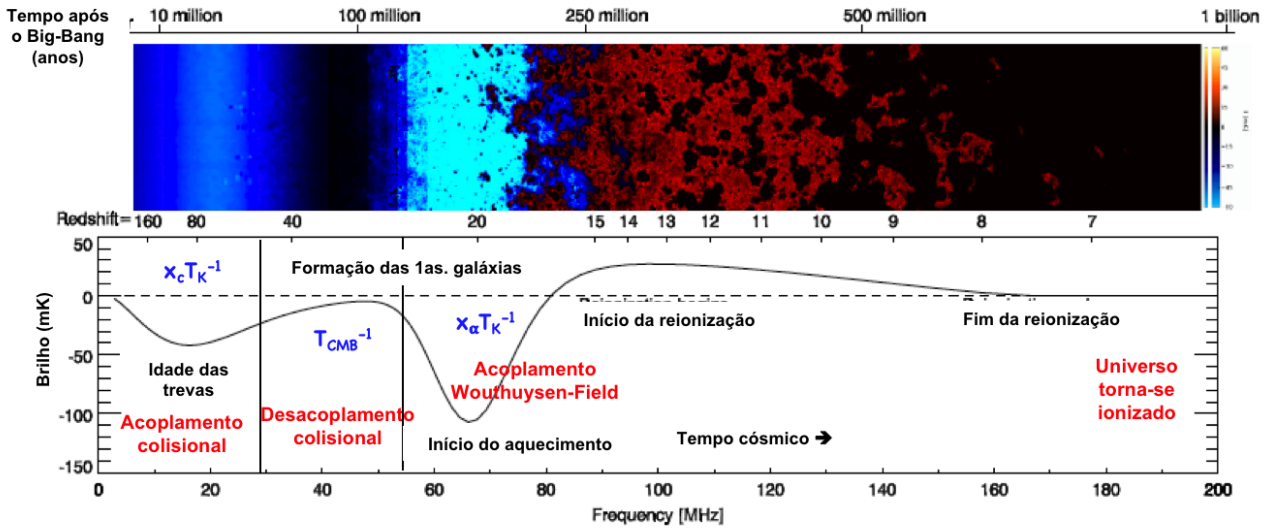


Figura 4: Em cima: Representação do processo de ionização do meio intergaláctico (MIG) em função do tempo cósmico. Na escala de cores, preto corresponde à ausência de flutuações, azul indica um MIG frio e vermelho, um MIG aquecido. Embaixo: Flutuação da temperatura de brilho T_b nas diferentes épocas, com os efeitos relevantes à variação de T_S e as componentes da Eq. (5) identificados. Para referência, o eixo x representa as frequências *redshiftadas* de observação do HI, permitindo uma associação direta com z e com o tempo cósmico. Adaptada de [6].

angular da ordem de segundos de arco permite gerar imagens com uma qualidade de detalhes assombrosa, mas a mesma resolução faz com que a cobertura profunda de uma grande região do céu ($> 10\%$) leve vários anos de observação. Um outro ponto é que os levantamentos produzem catálogos de objetos individuais, não utilizando boa parte do sinal coletado pelo telescópio durante as observações.

Uma alternativa recente aos grandes levantamentos ópticos é a técnica conhecida como mapeamento de intensidade (em inglês, *intensity mapping* - IM), bem estabelecida ao longo da década passada (ver, e.g, [21–24]) e apontada como uma área promissora na seção Discovery Areas do Decadal Survey 2020, publicado no final de 2021 [25]. IM permite o mapeamento de volumes muito maiores do universo de forma mais econômica e rápida, medindo todas as fontes que emitem em uma determinada frequência, em vez de detectar objetos específicos, visíveis apenas acima de um determinado limite de fluxo.

Adicionalmente, a observação de uma grande fração do céu (10 – 40%) e a escolha de um intervalo de frequências que permita uma boa profundidade radial em termos do *redshift* de interesse (tipicamente da ordem de centenas de MHz, em frequências abaixo de 1 GHz), possibilita o mapeamento de um volume significativo do universo,

da ordem de dezenas de Gpc³, na escala de tempo de um ano.

Essa opção é bastante vantajosa para estudar objetos muito fracos ou muito extensos (muito maiores que o campo de visada do telescópio) e possibilita o estudo da formação e evolução universal de galáxias. Levantamentos de IM feitos com radiotelescópios com resolução angular da ordem de $\sim 30' - 1^\circ$, correspondentes às escalas cosmológicas de interesse (como a escala de BAO), permitem que uma grande área do céu seja observada e que toda a radiação emitida numa determinada transição atômica seja utilizada no IM, independente da emissão ser difusa ou concentrada em um único objeto.

O espectro de potência do IM pode ser escrita como

$$P_k(z) = \langle I(z) \rangle^2 b^2(z) P_m(k, z) + P_{shot}(z), \quad (6)$$

em que b refere-se ao bias na aglutinação da matéria emissora, $P_m(k, z)$ é o espectro de potência da matéria e P_{shot} é o espectro de potência do ruído, caracterizados por

$$\begin{aligned} I(z) &\propto \int_0^\infty L \Phi(L, z) dL, \\ P_{shot} &\propto \int_0^\infty L^2 \Phi(L, z) dL, \end{aligned} \quad (7)$$

$\Phi(L, z) \equiv dn(z)/DL$ é a função de luminosidade da linha. O espectro de potência da linha de emis-

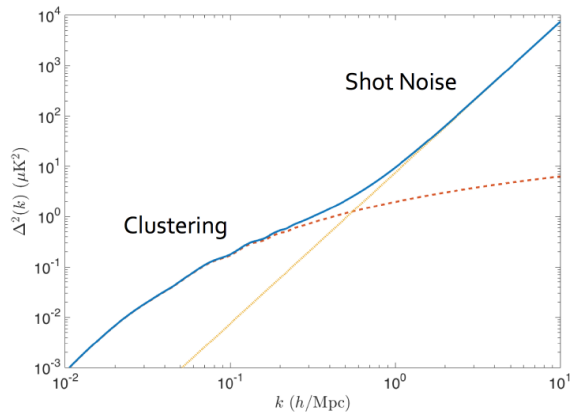


Figura 5: Contribuições do sinal da aglutinação da matéria e do ruído referente à distribuição poissoniana dos objetos (*shot noise*) para o espectro de potência de IM. Fonte: Ref. [24]

são é determinado pelos processos astrofísicos que acontecem no ambiente em que os elementos estão imersos, variando em diferentes *redshifts*. A Figura 5 mostra as escalas em que as diferentes componentes dominam.

Além das medidas de 21 cm, o mapeamento de intensidade pode ser realizado com transições de outros elementos ou moléculas, como CO, CII e Ly- α . Como essas transições são sensíveis a diferentes temperaturas e estão localizadas em diferentes regiões dentro das grandes estruturas cósmicas, elas mapeiam diferentes ambientes, sujeitos a diferentes processos físicos, trazendo uma compreensão mais detalhada do processo de formação estelar e das grandes estruturas em altos *redshift*.

As principais vantagens de se realizar levantamentos de IM com HI ou outras moléculas são: 1) cobre grandes volumes do universo visível em um tempo significativamente menor do que levantamentos ópticos; 2) a “pior” resolução angular automaticamente permite um campo de visada maior; 3) mede flutuações espaciais do fluxo integrado de muitas fontes não resolvidas, em vez de rastreá-las uma a uma; 5) sensível a todos os objetos que emitem em uma determinada linha, em vez de ser limitado por um fluxo mínimo; 6) a frequência da linha de emissão é diretamente associada ao *redshift*.

4.1 IM com a transição de 21 cm

A transição de 21 cm é a principal linha espectral em observações astronômicas em frequências

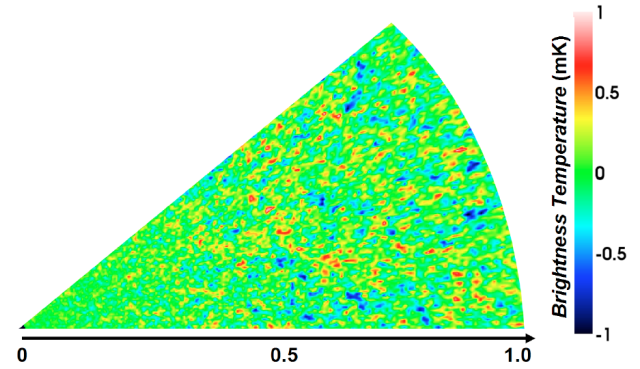


Figura 6: Simulação de $\delta T_b(21\text{cm})$ para um mapeamento de intensidade no intervalo de *redshifts* $0 \leq z \leq 1$. A emissão é suavizada com uma gaussiana na escala de $8h^{-1}$ Mpc. A relação entre *redshift* e frequência é dada por $\nu = 1420(1+z)^{-1}$ MHz. Sobredensidades de matéria estão representadas em vermelho e subdensidades, em azul. Fonte: Ref. [23].

abaixo de 1420 MHz e é uma transição isolada (no sentido de que ela não faz parte das chamadas “florestas” de linhas de emissão). Isso permite a associação direta da relação “intensidade \times frequência” com “densidade de HI \times *redshift*”. Espera-se que nessa década sejam obtidas as primeiras medidas diretas de δT_b para a transição de 21 cm; detecções indiretas, através da correlação cruzada com levantamentos ópticos já foram reportadas em 2008 [26].

Entretanto, mesmo sendo o H o elemento mais abundante no universo, o sinal esperado para flutuações na intensidade medida de 21 cm é extremamente fraco ($\delta T_b \sim 200 \mu\text{K}$), tornando a detecção direta via IM uma tarefa desafiadora, como sugere a Figura 6, que simula as flutuações do sinal de 21 cm em $0 < z < 1$. A amplitude do sinal aumenta para *redshifts* maiores, mas a distância também é maior e o número de contaminantes ao longo da linha de visada aumenta... Realmente desafiador!

Além da baixa intensidade de δT_b , existem diversos desafios para um IM eficiente. O primeiro é a natureza não gaussiana do sinal, que dificulta o processo de separação de componentes, que também possui características não-gaussianas. O sinal acumulado de fontes contaminantes entre a região emissora de 21 e o observador (em inglês, *foregrounds*) é, talvez, o principal obstáculo na produção de um IM de boa qualidade para estudos cosmológicos. A banda de radio frequências (RF) abaixo de 1 GHz é dominada por emissão síncrotron e emissão livre-livre (bremsstrahlung),

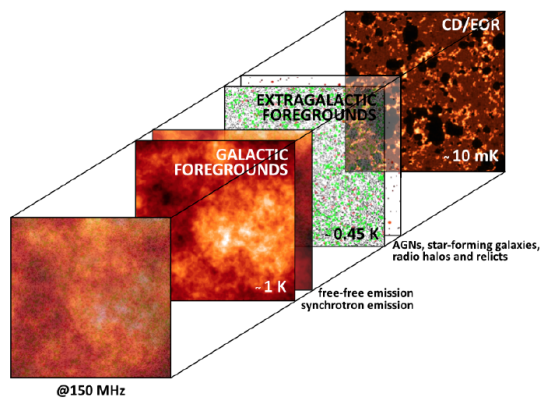


Figura 7: Ilustração de diferentes componentes de *foregrounds* para um experimento de 21 cm em redshift correspondente à frequência de 150 MHz. Créditos: Adaptada da Ref. [28].

cuja intensidade, em 1 GHz, é $\sim 10^3 - 10^4$ mais intensa que o sinal de HI.

A emissão de radiofontes extragalácticas e da CMB também são potenciais contaminantes do sinal de 21 cm e devem ser removidos antes da produção de um mapa para fins cosmológicos. Este processo é conhecido na literatura como separação de componentes; discussões detalhadas sobre limpeza de *foregrounds*, separação de componentes e aplicações/análises simuladas em experimentos podem ser encontradas, por exemplo, em [27–30].

Um exemplo da superposição de *foregrounds* em uma simulação de experimento medindo a emissão de 21 cm em 150 MHz, com as intensidades de cada componente pode ser vista na Figura 7. Note que a intensidade correspondente a T_b é 10mK , cerca de 50 vezes mais intensa do que o valor estimado para δT_b ($\sim 200\mu\text{K}$).

Um segundo problema, que vai se tornando mais complexo de lidar com o passar dos anos, é a interferência gerada pelo grande número de serviços de RF disponibilizado pelo homem em bandas antes reservadas para a radioastronomia.

Além da escolha de um sítio distante de grandes centros urbanos e de estratégias para evitar os sinais emitidos por *transponders* da aviação civil e por satélites geoestacionários (um grande problema em sítios localizados próximos à linha do Equador), é sempre adequado a solicitação de uma zona de silêncio em torno do sítio escolhido, com raios de exclusão delimitando o nível de emissão aceitável e a presença de emissores nocivos à atividade do radiotelescópio. No caso especí-

fico do radiotelescópio BINGO, os critérios definidos para essa zona de exclusão são apresentados em [31].

Ainda assim, mesmo que fosse possível remover todos os *foregrounds* astronômicos e a contaminação humana em RF, o principal requisito para uma boa determinação do sinal de 21 cm através do IM é uma medida que cubra um volume grande do universo. Particularmente, medidas que explorem escalas da ordem de 1 Giga parsec (Gpc) ou mais, na direção radial, são fundamentais para estudos cosmológicos, por permitirem o estudo da evolução da aglutinação das grandes estruturas do universo. A próxima seção discutirá os instrumentos utilizados para essas medidas.

5 A instrumentação para a cosmologia de 21 cm

Os objetivos científicos de um levantamento via IM definirão o tipo de instrumentação adequada. Se considerarmos formação de galáxias e a época da recombinação, certamente instrumentos operando em frequências mais baixas e com boa resolução angular são a escolha adequada. Se considerarmos o estudo da EE, instrumentos operando em frequências acima de 700 MHz ($z \leq 1$) darão melhores resultados.

BAO e RSD podem ser bem determinados no intervalo de número de onda $0,07 \lesssim k \lesssim 0,5$ (sendo $k = 2\pi/\lambda$). Para *redshifts* mais baixos (frequências mais altas) a interferência de RF será um problema maior do que para *redshifts* maiores (frequências mais baixas) que sofrerão com uma resolução angular pior e uma emissão galáctica muito mais intensa, como discutido na Seção 4.1.

Os interferômetros são os instrumentos mais adequados para realizar IM na resolução angular de $\sim 0,5^\circ$, cobrindo áreas muito grandes do céu. No entanto, eles também exigem hardware caro, uma eletrônica sofisticada e sistemas de cronometragem para fazer as correlações necessárias. Várias abordagens foram propostas para realizar pesquisas de IM usando arranjos de interferômetros em vez de um único refletor (veja, por exemplo, [32, 33]).

Telescópios com um único refletor (doravante, do inglês, *single dish* - SD) e receptores estáveis podem ser uma abordagem de custo significativamente mais baixo (por até um fator 100) e boa eficiência para estudos de BAO usando IM em

$z \lesssim 0,5$ [34]; o radiotelescópio BINGO, que será apresentado na Seção 6 pertence a esta classe. Uma discussão detalhada sobre as vantagens e desvantagens de ambos para levantamentos em $redshifts \leq 1$ pode ser encontrada em [35].

Alguns interferômetros e telescópios SD estão sendo (ou foram) construídos com o objetivo primário de realizar um levantamento dedicado de HI usando IM. Considerando que a qualidade dos receptores que serão usados permite observação em uma banda de frequência de centenas de MHz operando a uma temperatura de sistema $T_{sys} \lesssim 25$ K, e que o tempo de observação não será um requisito importante (considerando que são instrumentos dedicados a este fim), os parâmetros principais a serem preenchidos para um instrumento ser competitivo são:

1. area coletora $> 500 m^2$;
2. grande cobertura no céu ($> 1000^\circ$ quadrados);
3. baixa contaminação por lobos laterais;
4. intervalo de frequências adequado (correspondendo a $z_{min} - z_{max}$) numa faixa de interesse para os fenômenos a serem observados;
5. no caso de interferômetros, configuração das linhas de base máxima e mínima e fator de preenchimento (que leva em conta o espaçamento entre as antenas).

Para efeito de comparação, a Figura 8 mostra a resolução angular de alguns experimentos de IM planejados para o futuro próximo, ou já em operação em função de $redshift$. Nessa comparação não consideramos o SKAO nem o telescópio FAST. O BINGO possui uma superposição em redshift com os telescópios Tianlai e FAST (não listado). O telescópio Tianlai está operando com seus protótipos e sua equipe já publicou uma série de artigos de caracterização do instrumento.² O telescópio SKA deverá entrar operação somente após 2026. Nossas estimativas indicam que o BINGO poderá oferecer boas contribuições ao estudo de FRB, produzindo dados com a mesma qualidade de seus concorrentes na mesma banda de redshift.

Experimentos de IM podem produzir resultados melhores do que os levantamentos ópticos de galáxias? A resposta é sim, mas às custas de

²<http://tianlai.bao.ac.cn/publications.html>

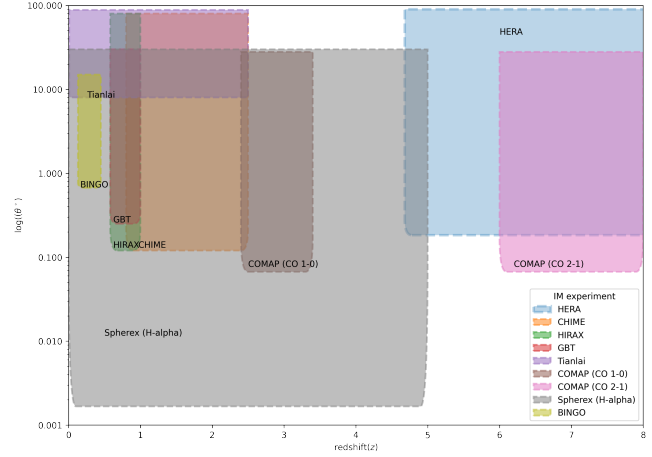


Figura 8: Resolução angular em função do $redshift$ para diferentes *surveys*, tanto em operação como em construção.

uma escolha delicada de parâmetros, que envolve a frequência máxima de operação (mais próxima de $\nu_0 = 1420$ MHz) ou uma resolução angular que cubra pequenas escalas. Para o estudo de EE, mapear fenômenos em $z > 1,0$ não traz informações muito mais relevantes, embora o volume coberto seja muito maior. O estudo de $redshifts \ll 0,1$ também não oferece muitos ganhos, porque a interferência em RF aumenta e outras fontes de informação sobre a distribuição de matéria (e.g., levantamentos ópticos) já existem e possuem qualidade muito boa.

Os requisitos de competitividade definem os limites máximo e mínimo de sensibilidade para os números de onda k_{\parallel} e k_{\perp} . As escalas radiais ($k_{\parallel}^{min}, k_{\parallel}^{max}$) dependem, respectivamente, da sensibilidade à remoção de *foregrounds* (k_{FG}) e da capacidade de modelar a componente não-linear do espectro (k_{NL}),

$$\begin{aligned} k_{\parallel}^{min} &\sim k_{foreg} = 2\pi/(r_{nu}\Delta\tilde{\nu}_{tot}) \\ k_{\parallel}^{max} &\sim k_{NL} = 1/\sigma_{NL} \end{aligned} \quad (8)$$

em que $(r_{nu}\Delta\tilde{\nu}_{tot})$ é a resolução total do levantamento em IM e σ_{NL} é um efeito de dispersão não linear nas velocidades que define uma região de corte em sensibilidade àquelas escalas. Note que não há diferença para interferômetros e telescópios SD.

As escalas transversais ao plano do céu ($k_{\perp}^{min}, k_{\perp}^{max}$) dependem de parâmetros ligados à geometria do telescópio, tais como área coletora, campo de visada (FoV) e dimensões do espelho (ou das linhas de base do interferômetro. Para

um radiotelescópio SD,

$$\begin{aligned} k_{\perp}^{\min} &\sim k_{\text{area}} = 2\pi/\sqrt{r^2 S_{\text{area}}}, \\ k_{\perp}^{\max} &\sim k_{\text{FoV}} = 2\pi D_{\text{espelho}}/r\lambda, \end{aligned} \quad (9)$$

e para um interferômetro,

$$\begin{aligned} k_{\perp}^{\min} &\sim k_{D_{\min}} = 2\pi D_{\min}/r\lambda, \\ k_{\perp}^{\max} &\sim k_{D_{\max}} = 2\pi D_{\max}/r\lambda, \end{aligned} \quad (10)$$

em que r é a distância co-móvel, λ é o comprimento de onda associado à uma determinada frequência na banda de operação do instrumento, S_{area} é a área coberta pelo levantamento de IM, D_{espelho} é o diâmetro de cada refletor (para o interferômetro ou radiotelescópio SD) e D_{\min} , D_{\max} são as linhas de base máxima e mínima da configuração do interferômetro.

Bull e colaboradores [35] resumiram de forma bastante didática na Figura 9 esse delicado jogo de parâmetros, apresentando os intervalos de validade das escalas (k_{\parallel} , k_{\perp}) para os dois tipos de experimento na parte superior da figura. Telescópios SD são mais sensíveis a escalas menores, valendo o contrário para os interferômetros. Nessa figura é importante destacar que a linha de base mínima de um interferômetro é exatamente o diâmetro do refletor de seu telescópio. Isso quer dizer que a sensibilidade de interferômetros para k_{\perp} começa em k_{area} e termina em $k_{D_{\max}}$.

A parte de baixo da Figura 9 apresenta a sensibilidade à detecção de BAO para cada tipo de instrumento. Nesse caso, além da sensibilidade para as escalas de k , a sensibilidade ao intervalo de *redshifts* observado também é relevante. Telescópios SD são sensíveis ao máximo da escala de BAO em $z < 0,5$, enquanto interferômetros podem, potencialmente, identificar o máximo da escala de BAO no intervalo $0,6 \lesssim z \leq 2,5$.

Uma alternativa para tornar telescópios SD mais competitivos é aumentar a sensibilidade em escalas angulares pequenas ($k > 0,1 \text{ Mpc}^{-1}$), via: 1) maior número de detectores; 2) melhor resolução angular do radiotelescópio SD; 3) redução do ruído instrumental; ou 4) aumento do tempo de duração da missão. Em tese isso traria informação adicional sobre as distâncias, a partir da forma do espectro de potência, mas exigiria uma modelagem acurada da componente não linear do espectro, o que não é trivial.

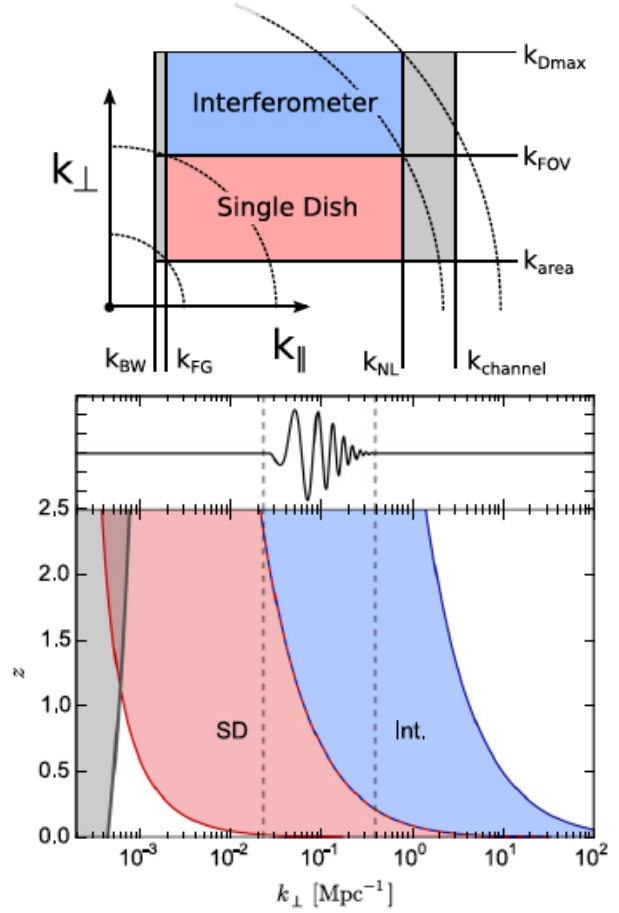


Figura 9: Em cima: Ilustração esquemática dos intervalos de k_{\parallel} , k_{\perp} a que os dois tipos de telescópios são sensíveis. As linhas pontilhadas definem os intervalos em valores absolutos de número de onda $|k|$. A área cinza à esquerda e à direita definem os limites de sensibilidade dos instrumentos. Embaixo: Região de sensibilidade ao sinal de BAO para interferômetros e telescópios SD. O máximo do sinal de BAO ocorre em $k_{\perp} \sim 10^{-1} \text{ Mpc}$. Telescópios SD são mais sensíveis para $z < 0,5 - 0,6$; interferômetros são mais sensíveis para $z > 0,7$. Fonte: Ref. [35]

6 O radiotelescópio BINGO

6.1 Descrição do instrumento

O radiotelescópio BINGO é um instrumento da classe SD, projetado para ser o primeiro instrumento a observar BAO na faixa de rádio. Ele será um telescópio de trânsito, com apontamento fixo no céu e centrado em declinação $\delta = -15^{\circ}$. Isso permite que a rotação da Terra seja usada para observar o céu à medida que este se desloca pelo campo de visão do instrumento (FoV), revisitando a mesma região do céu a cada dia e maximizando o tempo de observação do instrumento. Essa estratégia também torna o BINGO um excelente instrumento para o estudo de fenômenos transientes, como as rajadas rápidas em

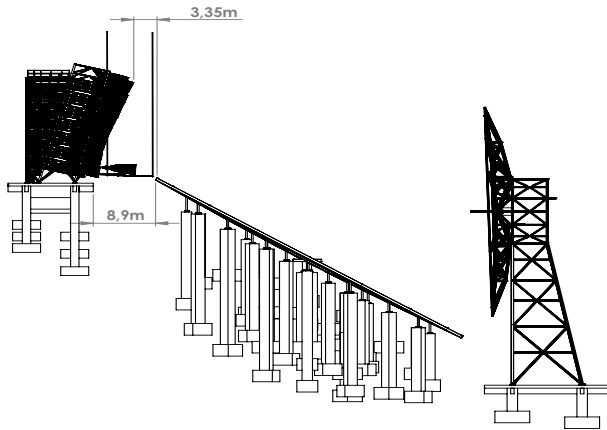


Figura 10: Vista lateral da estrutura do telescópio. A torre de sustentação dos receptores está localizada à esquerda. As distâncias marcadas na figura estão em escalas diferentes da escala do desenho de engenharia.

rádio (em inglês, *fast radio bursts* - FRB).

O sistema óptico do BINGO é constituído por um espelho primário (paraboloide) e um secundário (hiperboloide), com 40 e 34 metros de diâmetro, respectivamente, e uma distância focal de 63 m. Eles iluminam uma superfície focal em que estão dispostas 28 cornetas corrugadas acopladas aos receptores, que irão operar na temperatura ambiente, num modo de correlação total, cobrindo a faixa de frequência 980 – 1260 MHz, que corresponde a um intervalo $0,127 \leq z \leq 0,449$. A Figura 10 apresenta uma visão lateral projeto de engenharia do telescópio.

O correlacionador total combina os sinais de cada modo de polarização circular com uma fonte externa de referência, para evitar variações de ganho que possam prejudicar sua capacidade de detectar o sinal HI. A resolução angular do telescópio é de $0,67^\circ$ (FWHM) em 1100 MHz. A temperatura do sistema $T_{sys} \approx 70$ K deve permitir uma sensibilidade de $102 \mu K$ em um ano de observação, com um ciclo de operação de 60% do tempo, em 2 polarizações.

O BINGO cobre cerca de 5300 graus quadrados no céu a cada dia de observação. O telescópio está sendo construído em uma área isolada em Aguiar, Paraíba, nordeste do Brasil (Lat: $7^\circ 2' 29''$ S Long: $38^\circ 16' 5''$ W), em uma área cercada por morros, com população próxima muito pequena e quase nenhuma interferência em RF detectada nas vizinhanças do sítio. A Figura 11 apresenta uma visão artística do telescópio, numa vista oeste-leste (esquerda-direita) do local, com o morro de abrigo ao fundo. A casa de controle

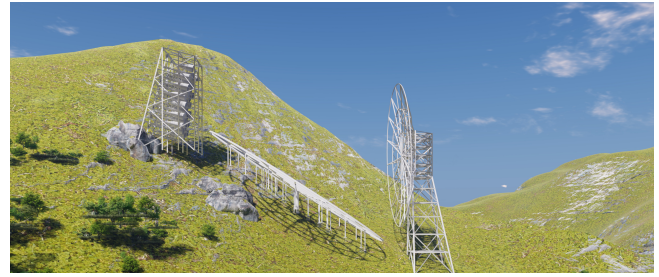


Figura 11: Representação artística do radiotelescópio BINGO no sítio de Aguiar (PB).

será localizada atrás do morro.

Uma descrição detalhada do instrumento pode ser encontrada em [31].

6.2 Objetivos científicos

A configuração atual do radiotelescópio BINGO e a sensibilidade estimada de $102 \mu K$ para um ano de observação possibilitarão o estudo de diversos aspectos da cosmologia padrão, bem como incursões em variantes do modelo Λ CDM. O intervalo de *redshifts* explorado pelo BINGO corresponde a um intervalo de tempo entre 8,98 – 12,11 bilhões de anos, e a separação do sinal de HI em 2048 canais em *redshift* possibilita uma espécie de tomografia detalhada do universo no volume observado. Esse intervalo de tempo e *redshift* corresponde, no modelo Λ CDM, à época em que a EE passou a dominar a dinâmica da expansão do universo.

A medida de *redshift* com precisão de 10^{-4} permitirá uma boa estimativa das distâncias radiais e dos modos de perturbação k , transformando o BINGO em um excelente instrumento para medidas de BAO e de distorções no espaço de *redshift* (em inglês, *redshift space distortions* - RSD). Inicialmente, a análise do espectro de potência das flutuações do sinal de 21 cm deve permitir tanto a identificação do sinal de BAO quanto de RSD.

BAO são sinais impressos na distribuição de matéria, em consequência das oscilações no fluido fóton-bárion primordial, ainda na época da CMB, e são hoje consideradas uma das melhores maneiras de explorar as propriedades da expansão acelerada do universo. O sinal de BAO é observado na distribuição de galáxias em todos os *redshifts*, numa escala determinada com precisão pelas medidas da CMB: $147,21 \pm 0,23$ Mpc [36]. Como esse é um valor fixo em coordenadas co-móveis, ele é usado como uma "régua-padrão" para medir a geometria do universo e explorar os efeitos

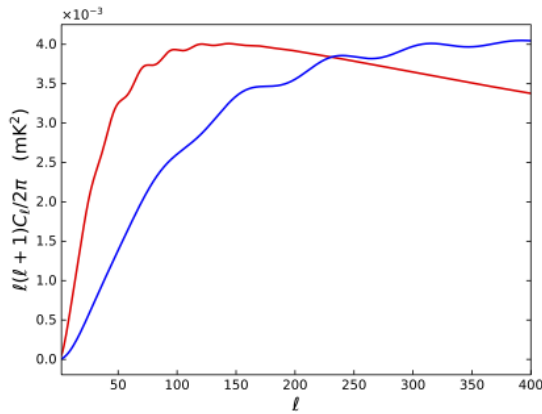


Figura 12: Espectro de potência angular da distribuição de HI usando bandas de frequência de 9,33 MHz nos *redshifts* $z = 0,127$ (vermelho) e $z = 0,449$ (azul), os limite de operação do BINGO. O efeito de BAO aparece claramente em ambas as curvas. Fonte: Ref. [39].

da EE [20, 37, 38]. BAO aparece como um pico no espaço de distâncias angulares (medido pela correlação angular) e como oscilações no espaço de multipolos (medido pelo espectro de potência angular). A Figura 12 mostra o sinal de BAO no espectro de potência angular do HI para os limites de *redshift* do BINGO.

RSD são efeitos utilizados para estimar a taxa de crescimento de estruturas, sendo observadas quando certos parâmetros cosmológicos são medidos ao longo da direção radial (co-móvel). Como a distância a eles é determinada pelo redshift observado, a contribuição das velocidades peculiares ao longo da linha de visada faz com que a distribuição desses parâmetros no espaço de *redshift* não seja isotrópica, causando as RSD. Para a estimativa de RSD, precisamos calcular $f\sigma_8$, em que $f = -d \ln \delta(z)/d \ln(1+z)$ é a taxa de crescimento e σ_8 mede a amplitude do espectro de potência linear da matéria, normalizado para uma escala de $8h^{-1}$ Mpc.

Os dados coletados pelo BINGO deverão ser analisados com diferentes ferramentas, e.g., matrizes de Fisher [40], análise de bispectro [41], funcionais de Minkowski [31], comparações entre as previsões da função de correlação de 2 pontos e do espectro de potência angular de HI [42] vão gerar previsões da capacidade do BINGO detectar efetivamente o sinal de BAO, bem como para a viabilidade de várias extensões do modelo Λ CDM tais como EE dinâmica, EE interativa, e cosmologias alternativas, como, por exemplo, gravidade modificada.

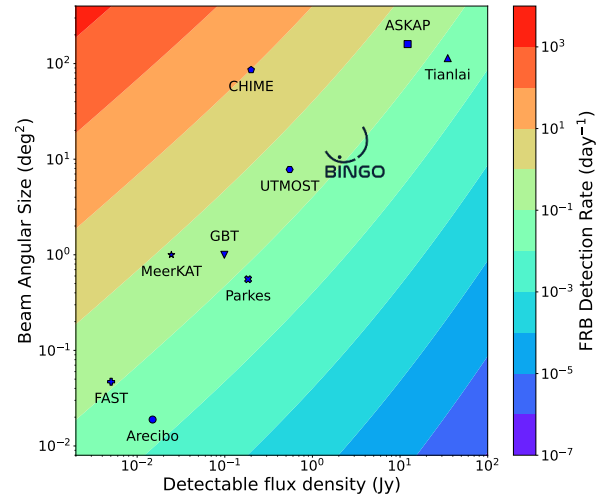


Figura 13: Estimativa da taxa de detecção de FRB por dia, em função do campo de visada e do fluxo mínimo detectável, para o BINGO e outros radiotelescópios - tanto interferômetros (ASKAP, CHIME, UTMOST, Tianlai e MeerKat) como telescópios SD (BINGO, FAST, Parkes, Arecibo e GBT). A taxa de detecção do BINGO é representada pela bolhinha dentro do logotipo, correspondente a um fluxo mínimo de 0,41 Jy ($\text{SNR} = 1$) e campo de visada de $10,5^\circ$ quadrados. Fonte: Ref. [39], adaptada da figura original da Ref. [43].

Adicionalmente o BINGO deverá ser um excelente instrumento para a análise de fenômenos astrofísicos transientes, tais como pulsares e FRB, devido às especificações de missão que preveem um longo tempo de integração (5 anos para a Fase 1) e excelente estabilidade temporal dos receptores (flutuações de ganho de 10^{-4} em escalas de tempo de algumas horas). Na configuração da Fase 1, o BINGO deverá detectar 1 FRB com relação sinal-ruído (SNR) > 3 a cada 4,6 dias, competitivo entre os instrumentos não interferométricos, conforme mostrado na Figura 13.

O trabalho de E. Abdalla e colaboradores [39] faz uma revisão detalhada das possibilidades científicas do radiotelescópio BINGO na Fase 1.

7 Considerações finais

Apresentamos neste artigo uma breve revisão da cosmologia de 21 cm, com os fundamentos teóricos da transição hiperfina do átomo de H e sua relação com a cosmologia atual, a forma como as observações são realizadas via IM, e uma descrição sucinta da instrumentação necessária para a realização de levantamentos de IM. Esperamos que esse artigo consiga despertar no leitor o in-

teresse por uma área da cosmologia que floresceu na última década e está sendo considerada como uma área promissora para a cosmologia na próxima década pelo Decadal Survey 2020 da Academia Nacional de Ciências dos EUA.

Entre os vários alvos científicos que podem ser estudados com um bom levantamento em rádio usando IM, estão o efeito da EE no processo da evolução das grandes estruturas em *redshifts* $\lesssim 0,5$; a história da evolução da aglutinação de matéria através da distribuição de HI; o mapeamento de oscilações acústicas de bárions via uma análise tomográfica ao longo da linha de visada (em k_{\parallel}) e, talvez o mais interessante: o estudo do universo durante a IdT, observando a transição de 21 cm em *redshifts* > 20 , antes da formação dos primeiros objetos. Essa é uma época na história do universo que não é acessível de nenhuma outra forma a não ser por medidas da transição de 21 cm.

Finalizamos este artigo com a apresentação do radiotelescópio BINGO, com a descrição breve do instrumento e seus principais objetivos científicos. O BINGO será um instrumento dedicado a medir a transição de 21 cm usando IM, está sendo construído no Brasil, com a maior parte dos recursos oriundos de financiamento nacional e com liderança também nacional, operando em uma banda de *redshifts* com pouquíssimos competidores. Ele deve ser um instrumento capaz de agregar astrônomos e físicos, do Brasil e do exterior, na busca de um melhor entendimento das propriedades da EE, através de medidas precisas de BAO, de RSD e da análise da correlação cruzada com levantamentos ópticos no mesmo intervalo de *redshifts*.

8 Agradecimentos

O autor agradece o convite do Prof. Júlio Fabris para redigir este artigo, aos participantes do Verão Quântico 2021 por diversos comentários e dúvidas levantadas durante as aulas, que permitiram selecionar o material usado neste trabalho e ao grupo de cosmologia experimental do INPE pelas inúmeras discussões que ajudaram a tornar a redação mais acessível a não-especialistas. O autor também agradece ao INPE, ao MCTI, ao CNPq, à CAPES e à FAPESP o suporte à pesquisa em cosmologia e, em particular, ao projeto do radiotelescópio BINGO.

Sobre o autor

Carlos Alexandre Wuensche (ca.wuensche@inpe.br) é Bacharel em Física pela Universidade do Estado do Rio de Janeiro (UERJ), Mestre em Astrogeofísica pelo Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE) e Doutor em Cosmologia pelo INPE, com estágio na Universidade da Califórnia, Santa Bárbara (EUA) e estágio sabático na Università degli Studi di Roma "La Sapienza". É pesquisador titular, chefe da Divisão de Astrofísica do INPE e professor da Pós-graduação em Astrofísica do INPE. Tem experiência na área de cosmologia experimental, atuando em temas ligados ao estudo da radiação cósmica de fundo (RCF). Tem interesse também na área de astrobiologia, com enfoque em habitabilidade e astroquímica. Participa de diversos projetos internacionais ligados à observação da RCF desde o início dos anos 90. Atualmente é pesquisador principal do projeto BINGO (www.bingotelescope.org).

Referências

- [1] A. Albrecht et al., *Report of the Dark Energy Task Force* (2006). [ArXiv:astro-ph/0609591](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0609591).
- [2] D. H. Weinberg et al., *Observational probes of cosmic acceleration*, *Phys. Rep.* **530**, 87 (2013). [ArXiv:1201.2434](https://arxiv.org/abs/1201.2434).
- [3] D. Huterer e D. L. Shafer, *Dark energy two decades after: Observables, probes, consistency tests*, *Rep. Prog. Phys.* **81**(1), 016901 (2018). [ArXiv:1709.01091](https://arxiv.org/abs/1709.01091).
- [4] M. Tegmark e M. Zaldarriaga, *Separating the early universe from the late universe: Cosmological parameter estimation beyond the black box*, *Phys. Rev. D* **66**(10), 103508 (2002). [ArXiv:astro-ph/0207047](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0207047).
- [5] S. R. Furlanetto, S. P. Oh e F. H. Briggs, *Cosmology at low frequencies: the 21 cm transition and the high-redshift universe*, *Phys. Rep.* **433**(4-6), 181 (2006).
- [6] J. R. Pritchard e A. Loeb, *21 cm cosmology in the 21st century*, *Rep. Prog. Phys.* **75**(8), 086901 (2012). [ArXiv:1109.6012](https://arxiv.org/abs/1109.6012).

- [7] A. Mesinger (ed.), *The Cosmic 21-cm Revolution*, 2514-3433 (IOP Publishing, 2019).
- [8] T. Villela, I. Ferreira e C. A. Wuensche, *Cosmologia observacional: a radiação cósmica de fundo em microondas*, *Revista USP* **62**, 104 (2004).
- [9] J. C. Fabris et al. (eds.), *The Cosmic Microwave Background: Proceedings of the II José Plínio Baptista School of Cosmology* (Springer, Cham, 2016).
- [10] S. Dodelson e F. Schmidt, *Modern Cosmology* (Academic Press, 2020), 2^a ed.
- [11] J. Higgins, *Lyman-alpha scattering in the intergalactic medium during the epoch of reionisation*, Tese de Doutorado, University of Edinburgh, United Kingdom (2012). Disponível em <http://hdl.handle.net/1842/8805>, acesso em jan. de 2022.
- [12] S. R. Furlanetto, *The Fundamentals of the 21-cm Line* (2019). [ArXiv:1909.13740](https://arxiv.org/abs/1909.13740).
- [13] G. B. Rybicki e A. P. Lightman, *Radiative Processes in Astrophysics* (John Wiley & Sons, 1986).
- [14] S. R. Furlanetto, *Physical Cosmology from the 21-cm Line* (2019). [ArXiv:1909.12430](https://arxiv.org/abs/1909.12430).
- [15] J. D. Bowman et al., *An absorption profile centred at 78 megahertz in the sky-averaged spectrum*, *Nature* **555**(7694), 67 (2018).
- [16] R. Barkana, *Possible interaction between baryons and dark-matter particles revealed by the first stars*, *Nature* **555**(7694), 71 (2018). [ArXiv:1803.06698](https://arxiv.org/abs/1803.06698).
- [17] C. Pigozzo, S. Carneiro e J. C. Fabris, *Joint analysis of EDGES 21-cm line observations with standard candles and rulers in Λ CDM and non-adiabatic g Cg models*, *Physics of the Dark Universe* **28**, 100486 (2020). [ArXiv:1910.10226](https://arxiv.org/abs/1910.10226).
- [18] D. J. Eisenstein et al., *Detection of the Baryon Acoustic Peak in the Large-Scale Correlation Function of SDSS Luminous Red Galaxies*, *Astrophys. J.* **633**, 560 (2005). [ArXiv:astro-ph/0501171](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0501171).
- [19] L. Anderson et al., *The clustering of galaxies in the sdss-iii baryon oscillation spectroscopic survey: baryon acoustic oscillations in the data release 9 spectroscopic galaxy sample*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **427**, 3435 (2012). [ArXiv:1203.6594](https://arxiv.org/abs/1203.6594).
- [20] T. Delubac et al., *Baryon acoustic oscillations in the Ly- α forest of boss dr11 quasars*, *Astron. Astrophys.* **574**, A59 (2015). [ArXiv:1404.1801](https://arxiv.org/abs/1404.1801).
- [21] T.-C. Chang et al., *Baryon Acoustic Oscillation Intensity Mapping of Dark Energy*, *Phys. Rev. Lett.* **100**(9), 091303 (2008). [ArXiv:0709.3672](https://arxiv.org/abs/0709.3672).
- [22] A. Loeb e J. S. B. Wyithe, *Possibility of Precise Measurement of the Cosmological Power Spectrum with a Dedicated Survey of 21cm Emission after Reionization*, *Phys. Rev. Lett.* **100**(16), 161301 (2008). [ArXiv:0801.1677](https://arxiv.org/abs/0801.1677).
- [23] J. B. Peterson et al., *21-cm Intensity Mapping* (2009), White Paper for the Astro2010 Astronomy Decadal Review. [ArXiv:0902.3091](https://arxiv.org/abs/0902.3091).
- [24] E. D. Kovetz et al., *Line-Intensity Mapping: 2017 Status Report* (2017). [ArXiv:1709.09066](https://arxiv.org/abs/1709.09066).
- [25] National Academies of Sciences, Engineering and Medicine, *Pathways to Discovery in Astronomy and Astrophysics for the 2020s* (The National Academies Press, Washington, 2021).
- [26] T.-C. Chang et al., *An intensity map of hydrogen 21-cm emission at redshift $z \sim 0.8$* , *Nature* **466**(7305), 463 (2010).
- [27] A. Liu e J. R. Shaw, *Data Analysis for Precision 21 cm Cosmology*, *Publ. of the Astr. Soc. Asia* **132**(1012), 062001 (2020). [ArXiv:1907.08211](https://arxiv.org/abs/1907.08211).
- [28] E. Chapman e V. Jelić, *Foregrounds and their mitigation*, arXiv e-prints arXiv:1909.12369 (2019). [ArXiv:1909.12369](https://arxiv.org/abs/1909.12369).
- [29] V. Liccardo et al., *The BINGO Project IV: Simulations for mission performance assessment and preliminary component separation steps* (2021). [ArXiv:2107.01636](https://arxiv.org/abs/2107.01636).

- [30] S. Cunnington et al., *21-cm foregrounds and polarization leakage: cleaning and mitigation strategies*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **504**(1), 208 (2021). [ArXiv:2010.02907](#).
- [31] C. A. Wuensche et al., *The BINGO Project II: Instrument Description* (2021). [ArXiv:2107.01634](#).
- [32] I. M. van Bemmelen et al., *Mid-frequency aperture arrays: the future of radio astronomy*, *PoS RTS2012*, 037 (2012). [ArXiv:1208.6180](#).
- [33] J. C. Pober et al., *The Baryon Acoustic Oscillation Broadband and Broad-beam Array: Design Overview and Sensitivity Forecasts*, *Astron. J.* **145**, 65 (2013). [ArXiv:1210.2413](#).
- [34] R. A. Battye et al., *HI intensity mapping: a single dish approach*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **434**(2), 1239 (2013). [ArXiv:1209.0343](#).
- [35] P. Bull et al., *Late-time cosmology with 21 cm intensity mapping experiments*, *Astrophys. J.* **803**(1), 21 (2015). [ArXiv:1405.1452](#).
- [36] Planck Collaboration, N. Aghanin et al., *Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters*, *Astron. Astrophys.* **641**, A6 (2020). [ArXiv:1807.06209](#).
- [37] W. J. Percival et al., *Baryon Acoustic Oscillations in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 7 Galaxy Sample*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **401**, 2148 (2010). [ArXiv:0907.1660](#).
- [38] L. Anderson et al., *The clustering of galaxies in the SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: baryon acoustic oscillations in the Data Releases 10 and 11 Galaxy samples*, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **441**(1), 24 (2014). [ArXiv:1312.4877](#).
- [39] E. Abdalla et al., *The BINGO Project I: Baryon Acoustic Oscillations from Integrated Neutral Gas Observations* (2021). [ArXiv:2107.01633](#).
- [40] A. A. Costa et al., *The BINGO Project VII: Cosmological Forecasts from 21cm Intensity Mapping* (2021). [ArXiv:2107.01639](#).
- [41] K. S. F. Fornazier et al., *The BINGO Project V: Further steps in Component Separation and Bispectrum Analysis* (2021). [ArXiv:2107.01637](#).
- [42] C. Novaes et al., *The BINGO project VIII: On the recoverability of the BAO signal on realistic HI intensity mapping simulations*, *Submetido ao Astron. Astrophys.* (2022).
- [43] R. Luo et al., *On the FRB luminosity function – II. Event rate density*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **494**(1), 665 (2020). [ArXiv:2003.04848](#).