

Formación y procesamiento de imágenes en la interferometría radioastronómica

Luis F Rodríguez

RESUMEN

El obtener imágenes de objetos astronómicos en la región visible del espectro es un proceso relativamente directo. En contraste, la formación de imágenes de la emisión de radio proveniente de fuentes cósmicas se obtiene mediante las técnicas indirectas de la interferometría radioastronómica. Hasta recientemente, esta técnica daba un contraste muy limitado; del orden de decenas entre los componentes más intensos y los más débiles del mapa. Con el desarrollo de los métodos de limpieza y autocalibración de mapas se han alcanzado contrastes hasta de 10^4 , lo cual ha permitido estudiar estructuras muy débiles en los mapas. En este artículo describimos estas técnicas de formación y procesamiento de imágenes.

El Dr Luis F Rodríguez (Instituto de Astronomía, UNAM) obtuvo la licenciatura en física en la Facultad de Ciencias de la UNAM y el doctorado en astronomía en la Universidad de Harvard. Se dedica al estudio de problemas relacionados con la formación y etapas finales de las estrellas, utilizando para esto las técnicas de la radioastronomía.

I. INTRODUCCIÓN

La ocupación más importante del astrónomo observacional es la determinación precisa de la intensidad de la radiación electromagnética proveniente de los cuerpos celestes que estudia. En general, esta intensidad depende de la frecuencia, de la posición, de la polarización y del tiempo. Por esto, un estudio detallado de una fuente cósmica puede requerir diversos instrumentos y mucho tiempo. Afortunadamente, es común que, para un tipo de objeto dado, sólo una de estas dependencias sea relevante.

Por ejemplo, la mayoría de las estrellas tienen polarización insignificante y no muestran variabilidad en el tiempo a lo largo de períodos de decenas o cientos de años. Más aún, sus dimensiones angulares son tan pequeñas que los detalles de una superficie estelar son indistinguibles para un telescopio normal. El astrónomo generalmente detecta toda la luz de una estrella como si proviniera de un único punto y le es imposible obtener información de la intensidad de la radiación como función de la posición en la superficie estelar. Debido a estas circunstancias, el astrónomo estelar concentra su atención en la variación de la intensidad de las estrellas como función de la frecuencia y, mediante la fotometría y la espectrometría, logra determinar los parámetros básicos de las atmósferas estelares, como son su temperatura, densidad y composición química.

En contraste, en este artículo nos ocuparemos del problema de la determinación de la intensidad de la radiación como función de la posición, ignorando dependencias en la frecuencia, polarización y tiempo. Concretamente, nos enfocaremos en las técnicas de formación de imágenes que se utilizan en la radioastronomía, tanto por su im-

portancia en avanza esta rama de la ciencia como por la aplicación que han encontrado fuera de la astronomía (para un ejemplo de estas aplicaciones véase Rodríguez, 1981).

En la astronomía que se realiza en la región visible del espectro electromagnético el problema de la formación de imágenes está básicamente resuelto desde hace muchos años. Basta adaptar una cámara fotográfica (o más modernamente, un detector bidimensional) a un telescopio y obtendremos imágenes de los objetos celestes que tengan tamaño angular e intensidad suficientes. Como veremos en la siguiente sección, en la región de radio del espectro electromagnético, este problema no tiene una solución tan directa como en el visible y su solución, en continua mejoría, es estudiada vigorosamente por muchos investigadores (Bracewell, 1979; Thompson y D'Addario, 1982; Pearson y Readhead, 1984).

II. LAS LIMITACIONES PARA LA FORMACIÓN DE IMÁGENES EN LA RADIOASTRONOMÍA

Ante lo dicho anteriormente, la primera solución que se le podría ocurrir a uno es la de escalar lo que se hace en el visible a la región de radio. Esto es prácticamente imposible. Para empezar, la longitud de onda de un fotón de radio es millones de veces mayor que la de un fotón visible. Había pues que construir telescopios, componentes, placas fotográficas o detectores bidimensionales millones de veces mayores que los que se usan en el visible. Más aún, los fotones de radio tienen energías millones de veces menores que las de los fotones visibles (puesto que $E = hc/\lambda$, donde E es la energía del fotón, h la constante de Plank, c la velocidad de la luz y λ la longitud de onda del fotón), y no lograrían impresionar una placa fotográfica o desprender electrones en un fotocátodo.

¿Cómo se realizan entonces los "radiomapas" o "radiofotos" que son analizados por los radioastrónomos? Para entender esto es necesario retroceder a los años cincuentas, cuando todas las observaciones se realizaban utilizando un solo radiotelescopio (la técnica que resolvió el problema de formación de imágenes, la interferometría radioastronómica, requiere de dos o más telescopios).

De manera simplificada, uno puede considerar que un radiotelescopio acepta únicamente la radiación proveniente de una región circular en el cielo con diámetro angular dado por el límite de difracción:

$$\theta \cong \frac{\lambda}{D}, \quad (1)$$

donde θ es el diámetro angular en radianes de la región que el radiotelescopio "ve" (el haz), y D es el diámetro del plato metálico. En estas condiciones es muy difícil obtener información sobre los detalles de lo que hay dentro del haz. A primera aproximación, dos fuentes dentro del haz con una cierta emisión son prácticamente indistinguibles de una sola fuente con el doble de emisión. A esta incapacidad de distinguir los detalles de una región se le llama "falta de resolución angular" y fue el principal obstáculo en el desarrollo de la radioastronomía en sus primeros años. Es fácil ver por qué es así. Un telescopio óptico con espejo de 5 metros de diámetro observando radiación con longitud de onda de 5 000 Å tiene una resolución angular teórica de 10^{-7} radianes. La turbulencia atmosférica degrada esta resolución angular a valores de aproximadamente 10^{-5} radianes. Aún así, esta resolución angular es muy superior a la de cualquier radiotelescopio individual; un radiotelescopio de 100 m de diámetro observando a la longitud de 10 cm tiene una resolución angular de 10^{-3} radianes, francamente deficiente. Para propósitos de comparación, podemos hacer notar que la Luna tiene un diámetro angular de aproximadamente 10^{-2} radianes, con lo que vemos que un radiotelescopio sencillo apenas puede resolver estructuras del orden de una décima del diámetro angular de la Luna.

La solución a esta falta de resolución angular se buscó en el desarrollo de los interferómetros. En un interferómetro dos o más radiotelescopios separados por distancias que van de kilómetros a miles de kilómetros observan la misma fuente. Las señales son combinadas, ya sea en tiempo real o bien grabadas en cinta magnética para su posterior procesamiento. Como veremos luego, la resolución angular de un interferómetro es

$$\theta \cong \frac{\lambda}{B}, \quad (2)$$

donde B es la separación entre las antenas. Con radiotelescopios colocados en distintos continentes es posible obtener resoluciones angulares del orden de 10^{-8} radianes, miles de veces mejores que las obtenibles en el visible.

En este artículo nos ocuparemos del problema de la formación de imágenes a partir de datos interferométricos. El enfoque que le hemos dado es muy simplificado y sólo busca ilustrar los puntos más relevantes del proceso. Los métodos descritos son los empleados en la interferometría conectada, en la que las antenas están separadas por kilómetros o decenas de kilómetros y en las que el mezclado de las señales se hace en tiempo real. Los fundamentos de la formación de imágenes

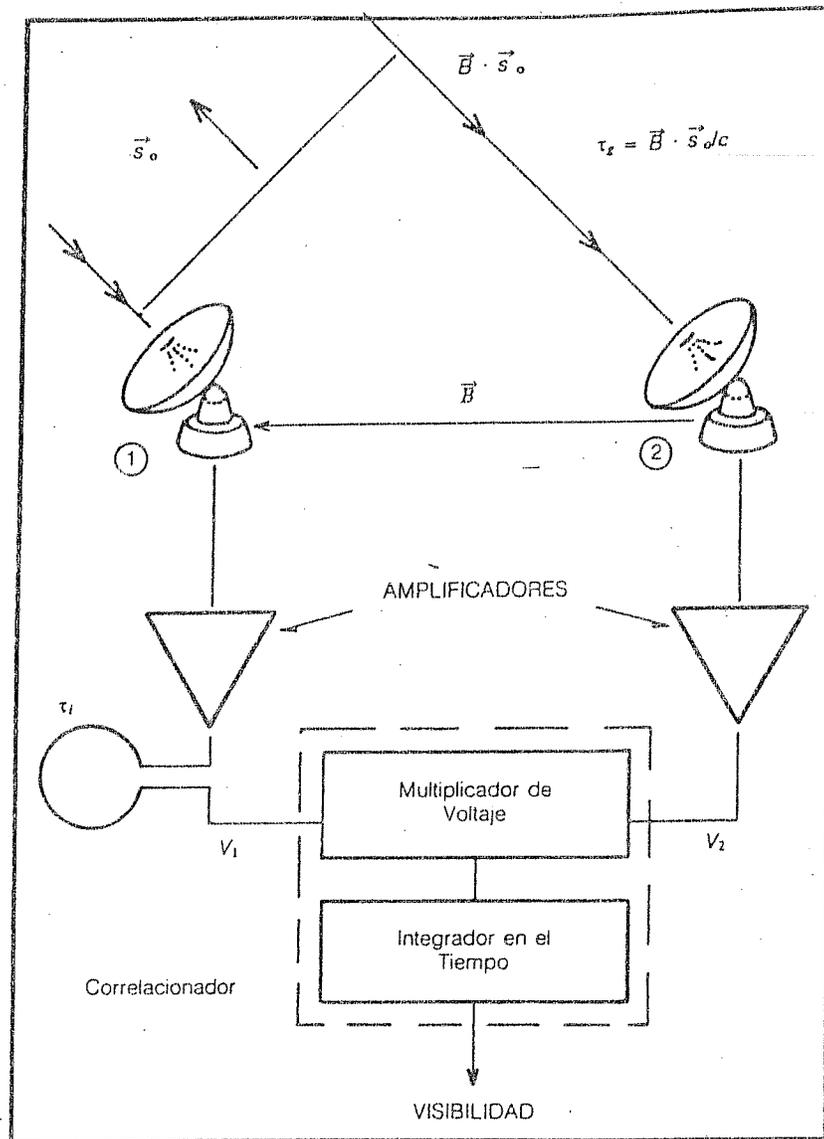


Figura 1. Diagrama simplificado del funcionamiento de un interferómetro de dos elementos. El frente de ondas proveniente de la dirección \vec{s}_0 , es recibido por la antena 1 y, con un retraso dado por τ_2 , por la antena 2. Los voltajes producidos se amplifican. El voltaje de la antena 1 es retrasado instrumentalmente en un tiempo τ_1 . El correlacionador multiplica y promedia las señales, obteniéndose como resultado la visibilidad.

con base en datos interferométricos (procedimiento también conocido como mapeo sintético) fueron desarrollados por Ryle (1952). En nuestra descripción esquemática hemos despreciado la presencia del ruido que acompaña a cualquier medición y hemos supuesto que las señales, el procesamiento y los mapas son analógicos, aun cuando en realidad son digitales. La formulación dada es válida para una fuente de radiación del continuo.

III. FORMACIÓN DE IMÁGENES A PARTIR DE DATOS INTERFEROMÉTRICOS

Sea $I(\vec{s}_0, \nu)$ la intensidad en la dirección del vector unitario \vec{s}_0 , a la frecuencia ν , de la fuente celeste a estudiar. La intensidad se mide en $\text{ergs}/(\text{cm}^2 \text{Hzs sr})$. La potencia recibida por una antena con área efectiva $A(\vec{s}_0, \nu)$ en el ancho de banda $d\nu$ y proveniente del ángulo sólido $d\Omega$ es:

$$P = I(\vec{s}_0, \nu) A(\vec{s}_0, \nu) d\nu d\Omega. \quad (3)$$

Esta potencia electromagnética induce voltajes en las antenas (supuestas idénticas) que están dados por

$$\begin{aligned} V_1(t) &= V_0 \cos [2\pi\nu t]; \\ V_2(t) &= V_0 \cos [2\pi\nu (t-\tau_g)]; \end{aligned} \quad (4)$$

donde V_0 es la amplitud del voltaje, y τ_g es el retraso geométrico (el tiempo adicional que le toma a un frente de ondas llegar a la antena 2). De la figura 1 vemos que este retraso está dado por

$$\tau_g = \vec{B} \cdot \vec{s}_0/c, \quad (5)$$

donde \vec{B} es la línea de base (el vector que va de la antena 2 a la 1), y c es la velocidad de la luz. Mediante procedimientos electrónicos se crea una señal desfasada $\pi/2$ respecto a la señal real, obteniendo los voltajes complejos:

$$\begin{aligned} V_1(t) &= V_0 \exp [i 2\pi\nu t]; \\ V_2(t) &= V_0 \exp [i 2\pi\nu (t-\tau_g)]. \end{aligned} \quad (6)$$

Es también necesario introducir intencionalmente un retraso instrumental, τ_i , a la señal que recibe la antena 1 y entonces los voltajes complejos quedan de la siguiente forma:

$$\begin{aligned} V_1(t) &= V_0 \exp [i 2\pi\nu (t-\tau_i)]; \\ V_2(t) &= V_0 \exp [i 2\pi\nu (t-\tau_g)]. \end{aligned} \quad (7)$$

En un correlacionador digital se multiplica V_1 por el conjugado de V_2 y se promedia en el tiempo, obteniendo

$$V''(\tau_g, \tau_i) = V_0^2 \exp [i 2\pi\nu(\tau_g-\tau_i)]. \quad (8)$$

Ahora bien, la potencia recibida, P , es igual a V_0^2 , por lo que al sustituir la ecuación 3 en la 8 nos queda

$$\begin{aligned} V''(\tau_g, \tau_i) &= I(\vec{s}_0, \nu) A(\vec{s}_0, \nu) \times \\ &\exp [i 2\pi\nu(\tau_g-\tau_i)] \, dv \, d\Omega. \end{aligned} \quad (9)$$

De sustituir la ecuación 5 en la 9 obtenemos

$$\begin{aligned} V''(\vec{B}, \vec{s}_0, \tau_i) &= I(\vec{s}_0, \nu) A(\vec{s}_0, \nu) \times \\ &\exp [i 2\pi\nu (\vec{B} \cdot \vec{s}_0/c - \tau_i)] \, dv \, d\Omega. \end{aligned} \quad (10)$$

Esta ecuación es válida para un diferencial de ángulo sólido en la dirección \vec{s}_0 . Para una dirección cualquiera $\vec{s} = \vec{s}_0 + d\vec{s}$, tendremos:

$$\begin{aligned} V''(\vec{B}, \vec{s}_0, d\vec{s}, \tau_i) &= I(\vec{s}, \nu) A(\vec{s}, \nu) \times \\ &\exp [i 2\pi\nu (\vec{B} \cdot \vec{s}_0/c + \vec{B} \cdot d\vec{s}/c - \tau_i)] \, dv \, d\Omega. \end{aligned} \quad (11)$$

Al punto en la fuente en la dirección \vec{s}_0 le llamaremos el punto de referencia de fase del mapa. Es conveniente compensar instrumentalmente el retraso geométrico del punto de referencia haciendo que el retraso instrumental sea:

$$\tau_i = \vec{B} \cdot \vec{s}_0/c + \tau_i. \quad (12)$$

Al sustituir esta última ecuación en la 11 obtenemos

$$\begin{aligned} V''(\vec{B}, \vec{s}_0, d\vec{s}, \tau_i) &= I(\vec{s}, \nu) A(\vec{s}, \nu) \times \\ &\exp [i 2\pi\nu (\vec{B} \cdot d\vec{s}/c - \tau_i)] \, dv \, d\Omega. \end{aligned} \quad (13)$$

Para obtener la contribución de toda la fuente en todo el ancho de banda, integramos en ángulo sólido y frecuencia:

$$\begin{aligned} V'(\vec{B}, \vec{s}_0, \tau_i) &= \int_{\Omega} \int_{-\infty}^{\infty} I(\vec{s}, \nu) A(\vec{s}, \nu) \times \\ &\exp [i 2\pi\nu (\vec{B} \cdot d\vec{s}/c - \tau_i)] \, dv \, d\Omega, \end{aligned} \quad (14)$$

donde Ω es un ángulo sólido lo suficientemente grande para incluir toda la fuente. Si sacamos la transformada de Fourier de V' con respecto a τ_i obtenemos

$$\begin{aligned} V(\vec{B}, \vec{s}_0) &= \int_{\Omega} I(\vec{s}, \nu) A(\vec{s}, \nu) \times \\ &\exp [i 2\pi\nu (\vec{B} \cdot d\vec{s}/c)] \, d\Omega, \end{aligned} \quad (15)$$

donde la integral sobre la frecuencia ha desaparecido. En la práctica, los receptores sólo responden a un ancho de banda $\Delta\nu$ muy pequeño comparado con la frecuencia central ν_0 . Sobre el ancho $\Delta\nu$, las variables V , I y A pueden suponerse constantes en la frecuencia y la ecuación 15 se simplifica a

$$\begin{aligned} V(\vec{B}, \vec{s}_0) &= \int_{\Omega} I(\vec{s}) A(\vec{s}) \times \\ &\exp [i 2\pi\nu (\vec{B} \cdot d\vec{s})/c] \, d\Omega. \end{aligned} \quad (16)$$

$V(\vec{B}, \vec{s}_0)$ es la *visibilidad compleja* de la fuente con intensidad dada por $I(\vec{s})$. Es conveniente pasar la ecuación 16 a un sistema de coordenadas más práctico. El diferencial de vector $d\vec{s}$ nos da la posición de un punto en la fuente respecto al punto dado por \vec{s}_0 (véase la figura 2). Como \vec{s}_0 es unitario, las componentes de $d\vec{s}$ están en radianes y las podemos denominar de la siguiente manera:

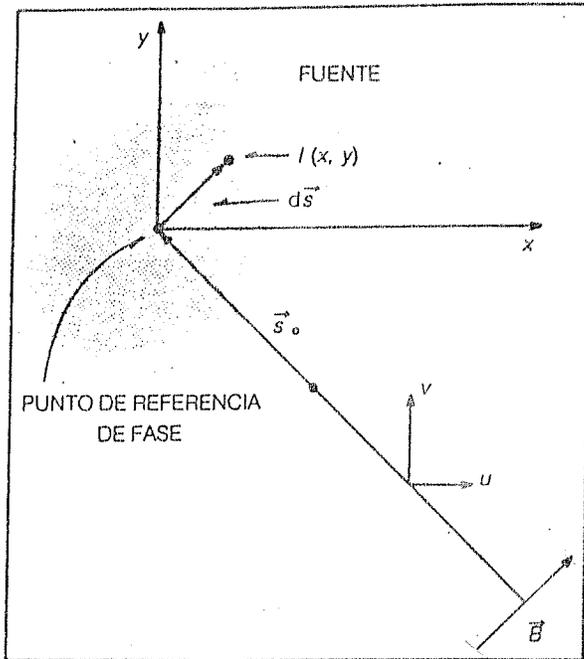


Figura 2. Un punto cualquiera en la fuente queda definido respecto al punto de referencia de fase mediante el vector $d\vec{s} = (x, y)$. Las variables (u, v) son las proyecciones del vector de la línea de base, \vec{B} , en el plano (x, y) .

$$d\vec{s} = (x, y). \quad (17)$$

El término $v_0 \vec{B} \cdot d\vec{s} / c$ queda entonces como

$$v_0 \vec{B} \cdot (x, y) / c = \left(\frac{v_0 B_x}{c}, \frac{v_0 B_y}{c} \right) \cdot (x, y). \quad (18)$$

Como la longitud de onda de la radiación es $\lambda_0 = c/v_0$ tenemos que

$$\left(\frac{B_x}{\lambda_0}, \frac{B_y}{\lambda_0} \right) \cdot (x, y) = (u, v) \cdot (x, y). \quad (19)$$

Las variables (u, v) son pues las proyecciones de la línea de base sobre las coordenadas (x, y) , respectivamente, dadas en longitudes de onda (o sea que son adimensionales). La ecuación 16 queda entonces como

$$V(u, v) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} I(x, y) A(x, y) \times \exp[i 2\pi (ux + vy)] dx dy. \quad (20)$$

Ésta es la ecuación básica de la radiointerferometría. Podemos también visualizar el problema de la siguiente manera: En el cielo tenemos el plano (x, y) donde hay una fuente con una intensidad $I(x, y)$. Cada vez que un interferómetro hace una observación, produce un punto de visibilidad en

el plano (u, v) . Conforme la fuente se mueve en el cielo la proyección de \vec{B} en el plano (x, y) va cambiando y vamos obteniendo las visibilidades en diferentes puntos (u, v) . Más aún, los interferómetros modernos están constituidos por muchas antenas, distribuidas de modo que simultáneamente producimos un gran número de visibilidades en el plano (u, v) como puede verse en la figura 3. A este proceso se le llama el "llenado" del plano (u, v) . Idealmente, si pudiéramos medir la visibilidad de la fuente en todo el plano (u, v) podríamos recuperar exactamente la intensidad, $I(x, y)$, de la fuente mediante la transformada de Fourier del plano (u, v) , puesto que

$$A(x, y) I(x, y) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} V(u, v) \times \exp[-i 2\pi(ux + vy)] du dv. \quad (21)$$

$A(x, y)$ se conoce *a priori* y podemos entonces recuperar $I(x, y)$. Con un plano (u, v) bien "llenado" la transformada de Fourier produce ya mapas de calidad aceptable (véase la figura 4). A estos mapas que no se les ha hecho ninguna manipulación adicional se les llama mapas "sucios" (en inglés se les llama *dirty maps*).

IV. "LIMPIANDO" UN MAPA

Los mapas sucios muestran estructuras de baja intensidad, los lóbulos, que son debidos al imperfecto llenado del plano (u, v) . En un buen ma-

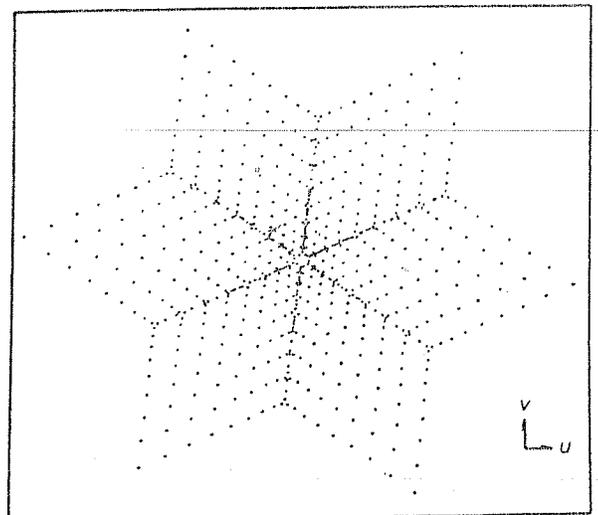


Figura 3. Cobertura del plano (u, v) para una observación instantánea usando el Very Large Array (Thompson et al, 1980). El VLA cuenta con 27 elementos, por lo que una observación dada produce $27 \times 26/2 = 351$ puntos de visibilidad.

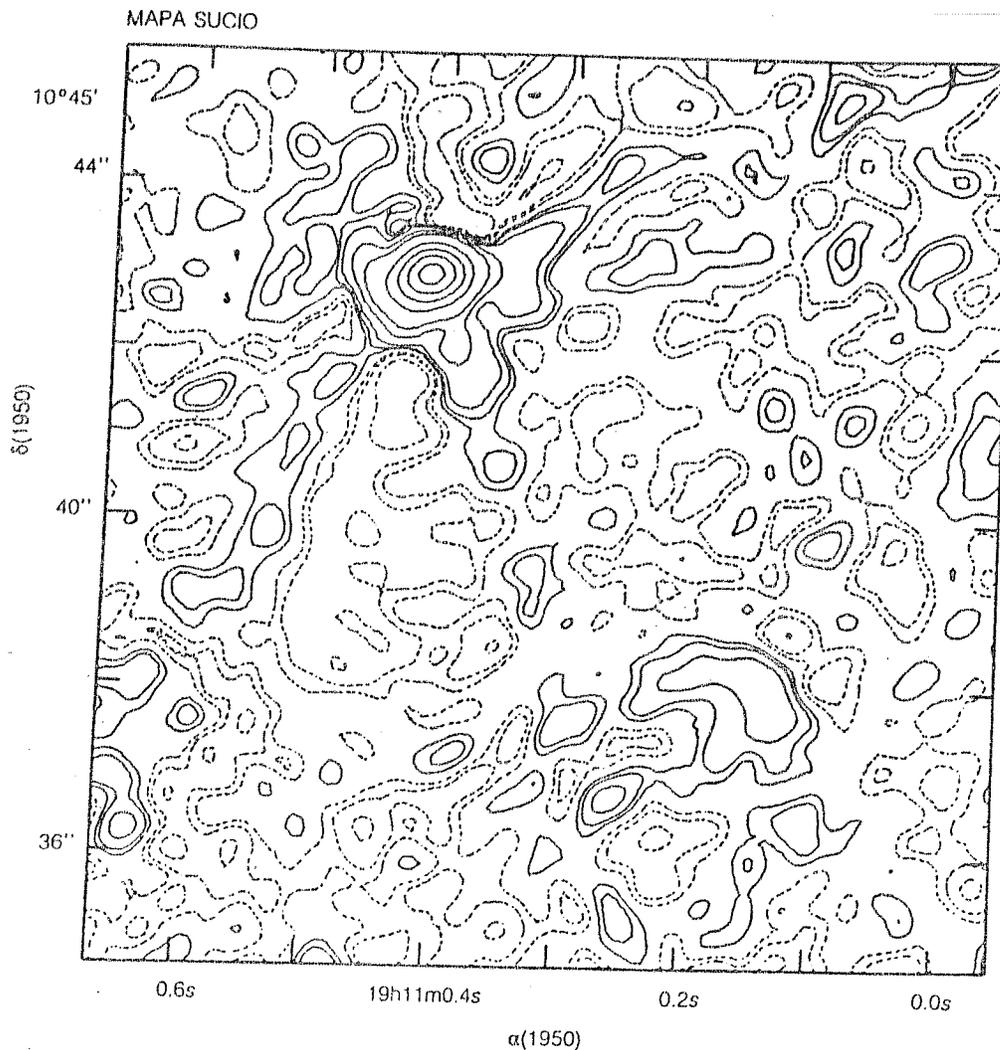


Figura 4. Mapa sucio, hecho con el VLA de una región de gas ionizado en nuestra galaxia. El mapa delinea la intensidad de la emisión libre-libre (bremsstrahlung) radiada por dicha región. Se obtuvieron alrededor de 10^3 puntos de visibilidad para este mapa. Los contornos del mapa son $-0.5, 0.5, 1, 2, 5, 10, 30, 50, 70$ y 90 por ciento del máximo. Los datos son de Rodríguez, Van Gorkom y Garay (1984).

pa sucio, los lóbulos son de 10 a 100 veces más débiles que las estructuras reales y esto puede ser suficiente si sólo nos interesan las partes más intensas de la región estudiada. Sin embargo, si nos interesa estudiar la emisión débil del campo tendremos que procesar el mapa, limpiándolo.

Para entender esta técnica de procesamiento, desarrollada por Hogbom (1974), necesitamos primero considerar cual sería la $V(u, v)$ de una fuente muy pequeña colocada en el punto de referencia $(x, y) = (0, 0)$. De la ecuación 20 esperaríamos que:

$$V(u, v) = I(0, 0) A(0, 0) \Omega_f, \quad (22)$$

donde Ω_f es el ángulo sólido de la fuente, considerado mucho menor que la resolución angular del interferómetro. La visibilidad de una fuente muy pequeña es pues una constante para cualquier punto (u, v) . Sin embargo, en la realidad no tenemos información para algunas regiones del plano (u, v) y nos vemos forzados a tomar ahí $V(u, v) = 0$. La visibilidad medida es pues una superficie plana con valor dado por la ecuación 22 para la mayor parte del plano (u, v) , pero abruptamente se vuelve cero en ciertas regiones. Al sacar la transformada de Fourier a esta visibilidad con cambios abruptos obtenemos una $I(x, y)$ en la cual está la fuente central, pero que además

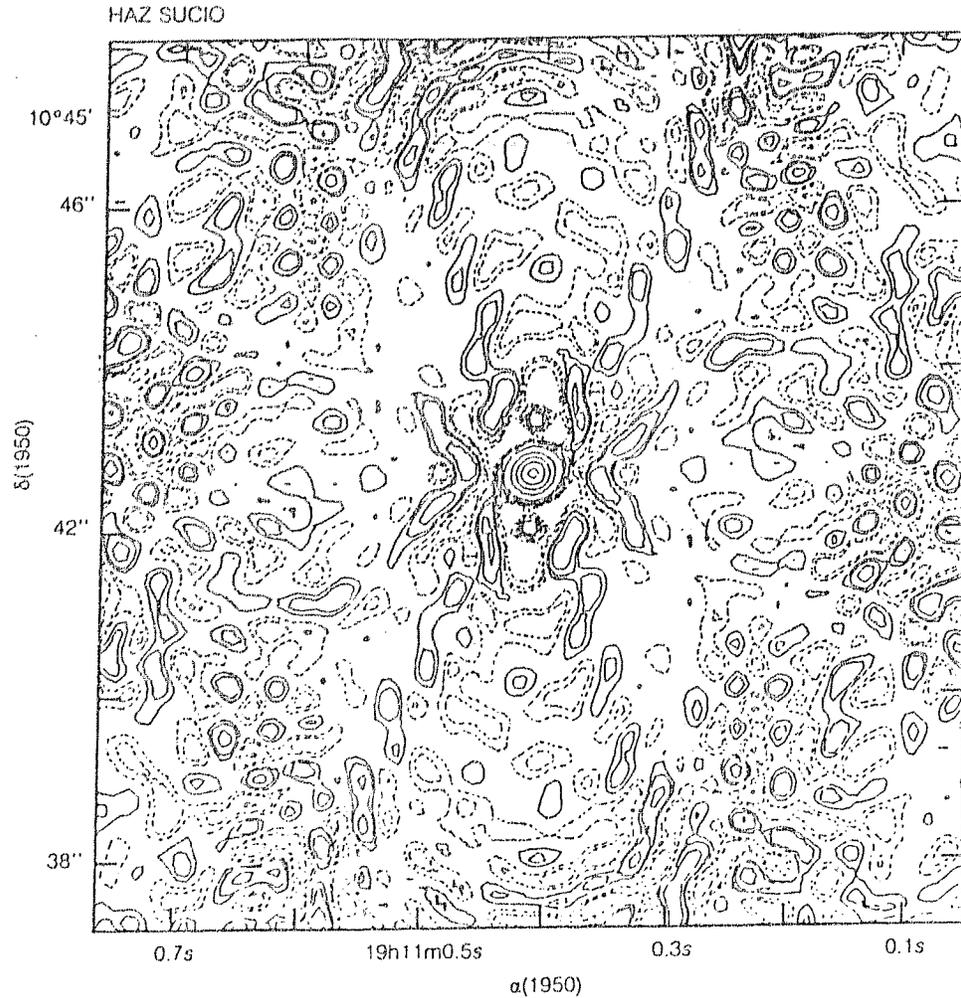


Figura 5. Haz sucio para las observaciones de la región mostrada en la figura anterior. Este mapa es la respuesta teórica que esperaríamos para una fuente puntual. Los contornos son $-0.5, 0.5, 1, 2, 5, 10, 30, 50, 70$ y 90 por ciento del máximo. Nótese que la mayoría de los lóbulos están por debajo del dos por ciento y que para estudios de las partes más intensas de una fuente, esta respuesta puede ser suficiente.

tiene máximos y mínimos (los lóbulos) distribuidos en todo el mapa. A la $I(x, y)$ obtenida de este modo se le llama el haz sucio del interferómetro (véase la figura 5) y es equivalente al mapa que obtendríamos de una fuente muy pequeña colocada en el punto de referencia.

Es posible entender intuitivamente por qué aparecen lóbulos en los mapas. La transformada de Fourier de una función con discontinuidades tiene que tener muchas componentes de alta frecuencia para poder describir las discontinuidades. Estas componentes son, en nuestro caso, los lóbulos.

¿Cómo podemos deshacernos del efecto de los lóbulos? La técnica más utilizada es la de la limpieza del mapa. Para esto pensamos en la fuente como constituida de un gran número de compo-

nentes muy pequeñas. Cada una de estas componentes producirá en el mapa sucio una contribución de geometría igual a la del haz sucio. Tomamos entonces el punto más intenso del mapa y ahí restamos un haz sucio. Hecho esto nos vamos al nuevo punto más intenso y repetimos la operación cientos, a veces miles de veces, hasta que no quede más que ruido en el mapa. Podemos pensar en este proceso como en una gallina que picotea un cerrito de alimento en polvo hasta acabárselo. En el proceso hemos descompuesto el mapa en un gran número de pequeñas componentes sucias, cuyas características tenemos guardadas en la computadora. Por otra parte, podemos obtener un haz limpio (sin lóbulos) ajustando una función gaussiana al lóbulo principal del

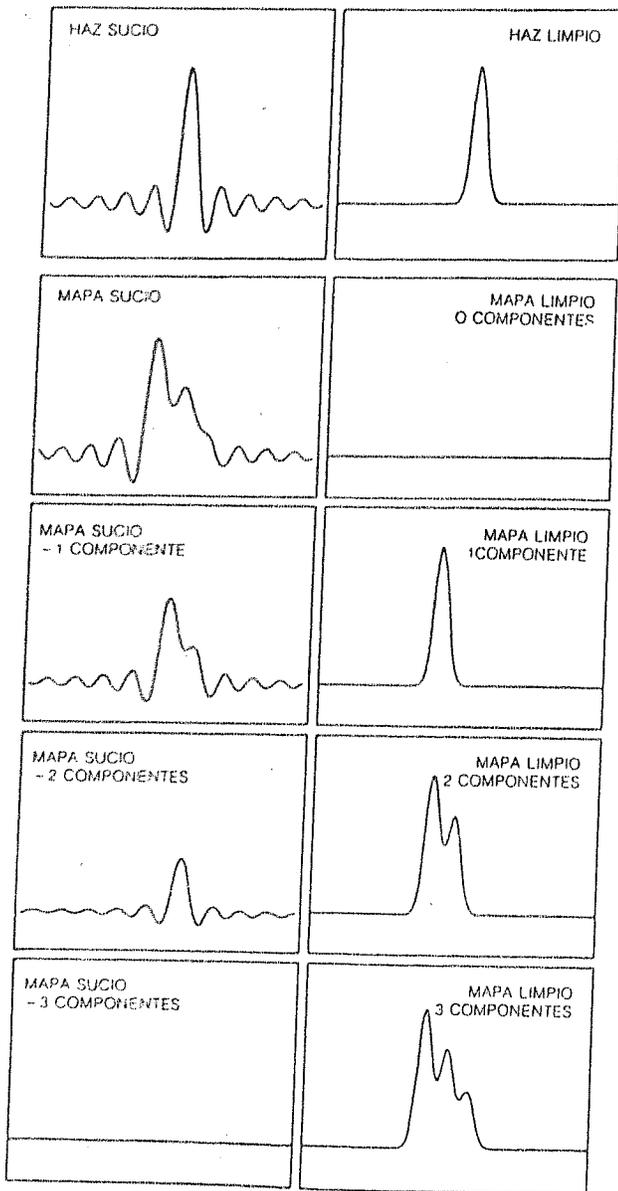


Figura 6. Representación simplificada del proceso de limpieza. Componentes con la forma del haz sucio son sustraídas del mapa sucio. El mapa limpio es construido con estas componentes, modeladas ahora con la forma del haz limpio. El mapa sucio (segundo cuadro de la parte izquierda) es transformado en el mapa limpio (cuadro inferior del lado derecho).

haz sucio. Entonces repetimos el proceso anterior, pero a la inversa, y sumamos una a una las componentes que restamos pero usando para ellas la forma del haz limpio. Extendiendo nuestra analogía avícola, podemos pensar en esta última parte del proceso como si la gallina regurgitara uno a uno los bocados que tomó y los volviera a colocar en su mismo lugar, sólo que con una nueva geometría [véase la figura 6].

El mapa "limpio" (*clean map*) se halla pues libre del efecto enmascarador de los lóbulos y generalmente podemos apreciar estructuras que no eran claras en el mapa sucio (véase la figura 7 y compárese con la 4).

V. AUTOCALIBRACIÓN: CORRIGIENDO LA CORRUPCIÓN DE FASE

La limpieza del mapa es suficiente si los datos no tuviera más problemas que el de no cubrir por completo el plano (u, v) . Sin embargo, un problema muy común es el de la corrupción de la fase medida en una o varias de las antenas del interferómetro. Esta corrupción ocurre esporádicamente y su magnitud es variable e impredecible. Consideremos el caso de que un cambio en las características de la atmósfera recorrida por la radiación, o un problema interno en la electrónica, introduce un corrimiento de fase en el voltaje medido por la antena 2 de modo que la visibilidad medida ya no está dada por la ecuación 20 sino por

$$V_{1,2}(u, v) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} I(x, y) A(x, y) \exp\{i 2\pi[(ux + vy) + \phi_2]\} dx dy, \quad (23)$$

donde ϕ_2 es el desfase de la antena 2. Esta visibilidad corrupta tiene un efecto equivalente a que la fuente se hubiera desplazado en el cielo. Esta equivalencia la podemos ver para el caso de una fuente puntual en el punto de referencia $(x, y) = (0, 0)$; si hay corrupción de fase, la visibilidad será equivalente a la de cualquier fuente puntual que cumpliera $2\pi(ux + vy) = \phi_2$. El efecto de la corrupción de fase es pues embarrar la señal en el mapa, mandándola a regiones que no le corresponde. Un interferómetro como el *Very Large Array* (Thompson *et al.*, 1980) obtiene del orden de 10^6 visibilidades en 8 horas de observación de una fuente. En condiciones normales se estima que la corrupción es muy pequeña ($\phi \ll 2\pi$) y que sólo una fracción muy pequeña de las visibilidades estaría corrompida significativamente. De nuevo, si sólo estamos interesados en las partes más intensas de la región, podemos ignorar este efecto relativamente menor. Ahora bien, si queremos obtener información sobre emisión débil tenemos que emplear alguna técnica que elimine o al menos minimice la corrupción de fase.

Con base en los resultados pioneros de Jennison (1953), recientemente Schwab (1980) y Cornwell y Wilkinson (1981) han desarrollado para este propósito la técnica de autocalibración. Cu-

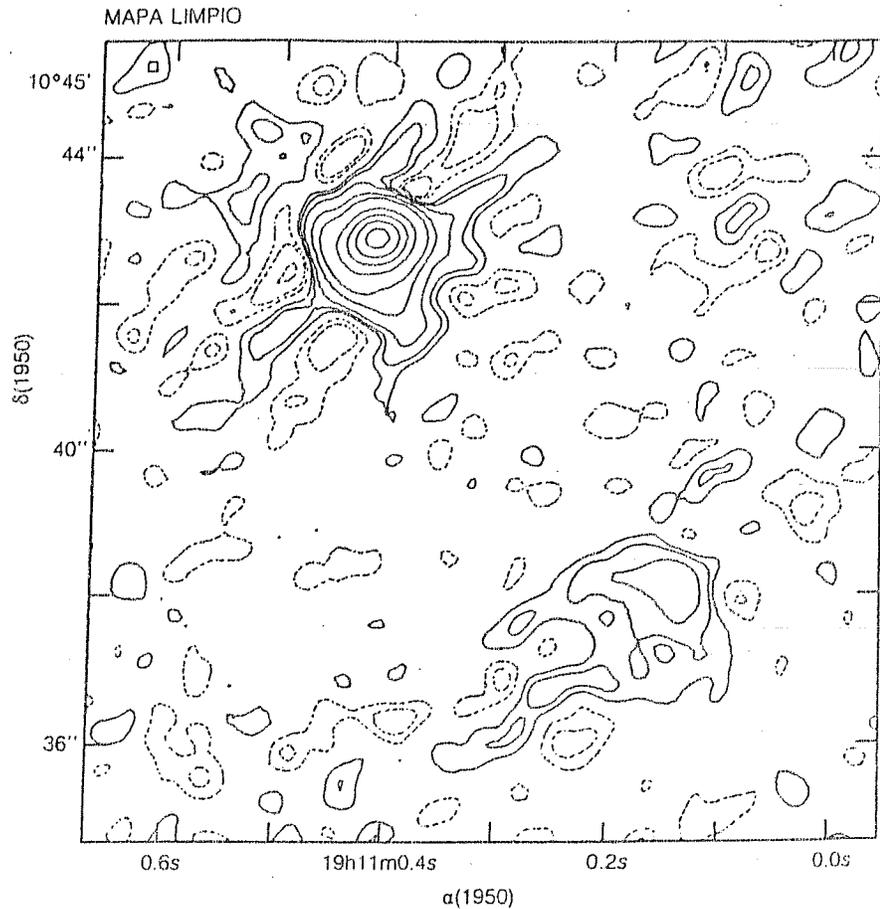


Figura 7. Mapa limpio de la misma región mostrada en la figura 4. Los contornos son también los mismos.

riosamente, el método es aplicable sólo a interferómetros con 3 o más antenas. De la ecuación 23 se puede ver que la visibilidad observada está relacionada con la visibilidad verdadera por

$$V_{1,2,obs}(u, v) = \exp(i 2\pi\phi_2) V_{1,2,ver}(u, v). \quad (24)$$

En general, la visibilidad observada por dos antenas i, j cualesquiera estará dada por

$$V_{i,j,obs}(u, v) = g_i g_j^* V_{i,j,ver}(u, v), \quad (25)$$

donde

$$\begin{aligned} g_i &= \exp(i 2\pi\phi_i), \\ g_j^* &= \exp(-i 2\pi\phi_j), \end{aligned} \quad (26)$$

son los factores de desfase de las antenas (rigurosamente hablando son la parte imaginaria de la ganancia compleja de cada antena, pero aquí usamos una nomenclatura más sencilla). La auto-calibración se realiza de la siguiente manera: Al

sacar la transformada de Fourier de la visibilidad observada (aún sin corregir) se obtiene un mapa sucio y al tomar las partes de la fuente que están claramente por arriba del ruido, se construye un modelo de ella. A este modelo se le saca la transformada inversa de Fourier y se obtiene un modelo para la visibilidad de la fuente, $V_{i,j,mod}(u, v)$. Como este modelo se obtuvo con la emisión dominante del mapa, esperamos que las visibilidades observadas que tienen poca corrupción tengan un valor muy cercano al del modelo. Sin embargo, las visibilidades corruptas, que aparecen en el mapa como ruido, no son tomadas en cuenta en el modelo. Por lo tanto, esperamos que sus valores difieran del modelo.

Definimos ahora

$$S = \sum_{\text{parte del tiempo}} \sum_{\text{todas las líneas de base}} |V_{i,j,mod}(u, v) - h_i h_j^* V_{i,j,obs}(u, v)|^2, \quad (27)$$

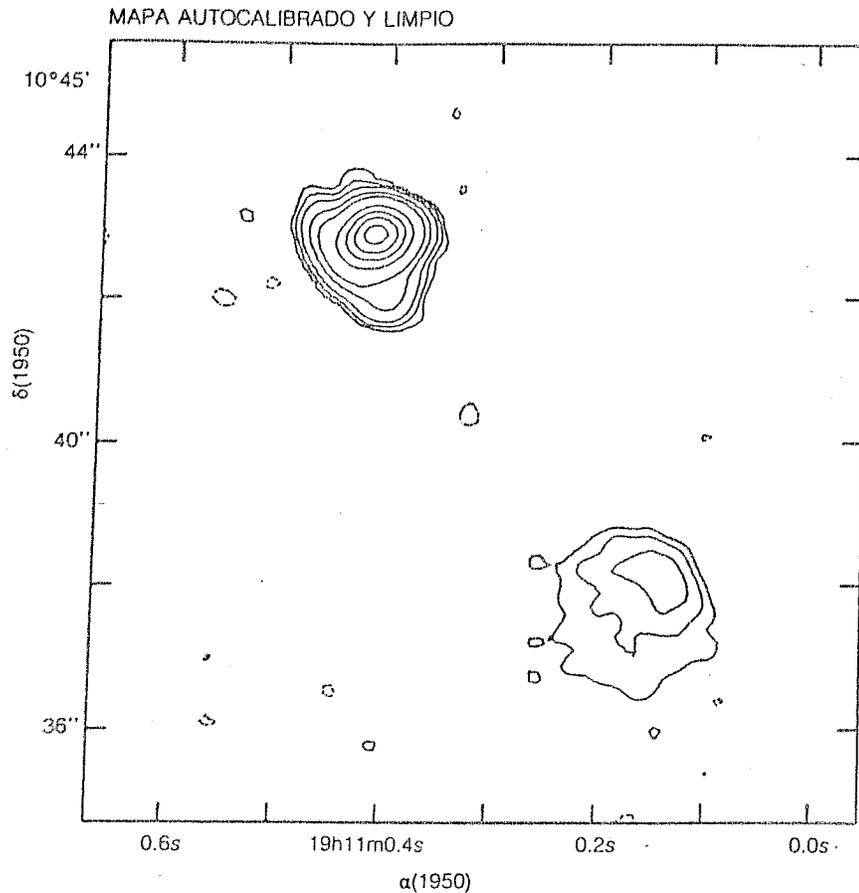


Figura 8. Mapa autocalibrado y limpio de la misma región mostrada en las figuras 4 y 7. Nótese el mejoramiento progresivo del mapa.

donde h_i y h_j^* son factores de corrección, que entran en la ecuación como parámetros libres. Al minimizar S para cada observación individual hecha tendremos $h(t)$ para todas las antenas durante todo el período en que se observó la fuente. Para aplicar el método de autocalibración debe haber una fuente relativamente intensa en el haz, porque es necesario que cada visibilidad individual tenga suficiente cociente de señal a ruido como para que tenga sentido tratar de minimizar S . La visibilidad corregida está dada por

$$V_{i,j,cor} = h_i h_j^* V_{i,j,obs} \quad (28)$$

Con la visibilidad corregida se vuelve a hacer un mapa sucio. Si se está satisfecho procede uno a limpiarlo, terminando el procesamiento (véase la figura 8). Si no es así, con el nuevo mapa sucio se puede hacer un nuevo modelo e iterar el procedimiento.

La primera impresión que se tiene ante la técnica de autocalibración es de desconfianza. ¿No

estamos forzando a las visibilidades observadas a parecerse al modelo, eliminando así la estructura de emisión débil en el mapa? No es así, y un ejemplo puede aclarar esto. Supongamos una fuente constituida por una componente muy intensa, y a su lado una componente débil (de hecho, éste es el caso de la fuente mostrada en las figuras 4, 7 y 8). Si un punto de visibilidad dado está corrompido por problemas de fase, la corrupción afecta igualmente al componente intenso que al débil, de modo que al aplicar la corrección al componente intenso, *corregimos también al componente débil*. La autocalibración tiene pues dos consecuencias: 1) devuelve emisión de la componente dominante, que se halla embarrada en el mapa, a donde corresponde, permitiendo ver componentes débiles, y 2) mejora la definición de todas las componentes del mapa.

Finalmente, quisiéramos comentar que estas técnicas de formación y procesamiento de imágenes se han podido implementar gracias a los notables avances que han tenido las computadoras.

La obtención de un mapa como el de la figura 8 requiere del orden de 10^8 operaciones de punto flotante y de un espacio de disco de unos 10 Mbytes.

VI. CONCLUSIÓN

Hemos descrito las técnicas básicas de formación y procesamiento de imágenes en la interferometría radioastronómica. Estas técnicas son:

1) la obtención de la intensidad de la fuente como función de posición en el cielo a partir de la transformada de Fourier de la visibilidad, 2) la limpieza de los mapas sucios, y 3) la autocalibración para minimizar problemas de corrupción de fase. Estas dos últimas técnicas han permitido lograr, en ciertos casos, mapas en los que hay un contraste de 10^4 entre las componentes más intensas y las más débiles. Esto es muy notable, puesto que hasta hace algunos años sólo era posible obtener contrastes de algunas decenas en la interferometría radioastronómica.

Con la mejoría notable en el contraste, ha sido posible obtener resultados astronómicos de mucho interés. Por ejemplo, en el caso de la región de gas ionizado mostrada en las figuras 4, 7 y 8 se ha encontrado una segunda fuente que no era evidente en mapas anteriores. Este resultado corrobora el concepto de que las estrellas se forman preferentemente en grupos, puesto que cada una de las dos fuentes de la figura 8 está siendo ionizada por una estrella. En otras regiones de gas ionizado (Ho y Reid, 1984) ha sido posible estudiar estructuras muy débiles que nos revelan importantes aspectos de la manera en que la región ionizada interactúa con la nube molecular circundante.

Utilizando también estas técnicas de procesamiento de imágenes, Yusef-Zadeh, Morris y Chance (1984) han detectado unas estructuras notablemente alargadas y organizadas en la vecindad del centro de nuestra galaxia. La interpretación de estos filamentos sugiere la existencia de un campo magnético poloidal relativamente fuerte en las regiones centrales de la galaxia.

Pero ciertamente, la aplicación de estas técnicas que permiten alcanzar altos contrastes ha alcanzado su mayor utilidad en el estudio de las radiogalaxias. Generalmente, las radiogalaxias tienen una estructura triple: una fuente central compacta y dos grandes lóbulos simétricos separados de la fuente central. Se sabe que los lóbulos no tienen

fuentes propias de energía, por lo que la fuente central debe estarlos proveyendo de ella. Los mapas de radio de alto contraste han permitido detectar delgados túneles que como cordones umbilicales van de la fuente central a los lóbulos. Se cree que es a través de estos túneles o chorros como la fuente central manda partículas relativistas a los lóbulos. Un caso particularmente espectacular fue la detección de túneles extremadamente tenues en Cisne A, una de las radiogalaxias prototipo, por Perley y Cowan (1984).

Con estas técnicas de formación de imágenes ha sido posible detectar la estructura fina en un gran número de fuentes cósmicas. Como las técnicas son nuevas se espera mucho para el futuro. Como es de imaginarse, la interpretación de las complejas formas que se detectan pone en aprietos a los astrónomos teóricos, que seguramente añoran las épocas en que sólo se detectaban (y había que interpretar) las componentes más intensas de las fuentes cósmicas.

REFERENCIAS

- Bracewell, R, *Ann Rev Astron Astrophys* (1979) 17, 113.
 Cornwell, TJ y Wilkinson, PN, *Mon Not Royal Astron Soc* (1981) 196, 1067.
 Ho, PTP y Reid, MJ, remitido a *Astrophys J* (1984).
 Hogbom, J, *Astron Astrophys Suppl* (1974) 15, 417.
 Jennison, R, tesis doctoral (Univ de Manchester, Inglaterra, 1953).
 Pearson, TJ y Readhead, CS, *Ann Rev Astron Astrophys* (1984) 22, XXX.
 Perley, R y Cowan, J (1984), en preparación.
 Rodríguez, LF, *Rev Mexicana Fis* (1981) 28, 249.
 Rodríguez, LF, Van Gorkom, J y Garay, G (1984), en preparación.
 Ryle, M, *Mon Not Royal Astron Soc* (1952) 211, 351.
 Schwab, F, *Proc SPIE* (1980) 231, 18.
 Thompson, AR, Clark, BG, Wade, CM y Napier, PJ, *Astrophys J Suppl* (1980) 44, 151.
 Thompson, AR y D'Addario, LR, *Synthesis Mapping* (1982), publicación del National Radio Astronomy Observatory, Green Bank, West Virginia, EUA.
 Yusef-Zadeh, F, Morris, M y Chance, D, *Nature* (1984) 310, 557.

ABSTRACT

Image formation of astronomical objects in the visible is a relatively straightforward process. In contrast, image formation of the radio emission from cosmic sources is achieved by means of the indirect technique of radio astronomical interferometry. Until recently, this technique allowed dynamic ranges of only tens between the strongest and weakest components in a map. With the development of cleaning and self-calibration, it has been possible to reach dynamic ranges of 10^4 , allowing the study of faint components. In this article we review these techniques of image formation and processing.