



**UNIVERSIDAD NACIONAL
AUTÓNOMA DE MEXICO**

FACULTAD DE CIENCIAS

**EVIDENCIA OBSERVACIONAL DE UN
HOYO NEGRO SÚPERMASIVO EN EL
CENTRO DE LA VÍA LÁCTEA**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICO

Presenta:

Zeus Alberto Valtierra Quintal



Tutora: Dra. Débora Dultzin Kessler

2010



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

HOJA DE DATOS DEL JURADO

1. Datos del alumno
Valtierra
Quintal
Zeus Alberto
56 98 52 31
Universidad Nacional Autónoma de México
Facultad de Ciencias
Física
098335899
2. Datos del Tutor
Dra.
Débora
Dultzin
Kessler
3. Datos del sinodal 1
Dr.
Ángel
Prieto
Ruiz
4. Datos del sinodal 2
Dr.
Yair
Krongold
Herrera
5. Datos del sinodal 3
Dr.
Andrés
Sandoval
Espinosa
6. Datos del sinodal 4
Dra.
Elizabeth
Padilla
Rodal
7. Datos del trabajo escrito
Evidencia observacional de un hoyo negro súpermasivo
en el centro de la Vía Láctea
108 p
2010

AGRADECIMIENTOS

Este trabajo tuvo la fortuna de ser guiado por la Dra. Débora Dultzin Kessler a quien quisiera expresar mis más sinceros agradecimientos por confiar en mí y brindarme todo su apoyo y conocimientos, sin los cuales este proyecto no se hubiera podido llevar a cabo.

Gracias a los doctores: Ángel Prieto, Yair Krongold, Andrés Sandoval y Elizabeth Padilla por sus valiosos comentarios y sugerencias acerca de este trabajo.

Quiero agradecer también a todos aquellos que aparecieron en algún capítulo de mi vida pues fueron importantes para seguir adelante y superar los obstáculos que se han presentado a lo largo del camino. Ustedes saben bien quienes son: Los suavécitos & Fans, todos mis amigos de la Facultad en especial a Edward, Memo, Mario, “Tico”; Peyoteros: por supuesto: Gerardo, Miguel, Pazarán y Gus; Actuarios Neza: Juan, Hugo, Carlitos; Atlético San Gano: Paco, Hugo y todas aquellas personas bonitas que compartieron su conocimiento y amistad conmigo: Anushka, Adriana. Si olvido a alguien (y sé que lo hago) quiero expresarles que están en mi corazón y solo es por falta de memoria. A todos los que directa o indirectamente ayudaron en este trabajo, estaré en deuda con ustedes y no los olvidaré.

A la Facultad de Ciencias, al Instituto de Astronomía, Instituto de Física, Instituto de Ciencias Nucleares todos parte de mi Alma Mater: La UNAM. A todas las secretarías que hacen una excelente labor tanto del departamento de física como de la facultad. Y a todos los profesores que compartieron su conocimiento conmigo, en especial: Pamela, Alex, Gabriela del Valle y por supuesto el viejo tirano Dario.

Inekta, Popis, Gabyz, Sanddy, Frezhita, estarán eternamente en mi corazón.

Una mención especial a los que confiaron en mí: Burger King México en donde aprendí el valor del trabajo en equipo, Colegio Nacional de Matemáticas por enseñarme a enseñar y finalmente a Mad Science y a todos sus madcientíficos faltosos pues gracias a ustedes aprendí que un trabajo puede también ser divertido.

A mi Familia con quienes estaré eternamente en deuda por todo el cariño incondicional que me brindan. Empezando por los prichs: Max, Tete, Fito, Raúl, Nati, y demás. Mis tíos: Manuel, Benito, Rodo, Max. A mis queridas tías: Alejandra, Edelmira, Zenaida. A mi abuelita Masita y por supuesto a mi Mamámonchis. Y como olvidar a mi hermanita querida Susi junto a Chino y mis niñas adoradas. Todos ustedes son la base de todo esto.

A todos aquellos que aunque estuvieron desde el principio, su apoyo y confianza fueron exiguos, les estaré eternamente agradecido, pues ahora se como diferenciar a la gente que me aprecia de verdad. Parafraseando a Toto: “Gracias por haberme ayudado nunca... así, tengo nada que agradecerles”.

Gordita y Deedee, ustedes saben lo que pienso incluso antes de que lo diga así que no es necesario expresar todo lo que siento en este momento hacia ustedes, porque sé que ya lo saben. Espero que sigan estando allí como yo lo estaré para ustedes. Caro: “2 de octubre no se olvida”. Citla: ¡Gritaaaa!

Quisiera homenajear con este trabajo a TODOS MIS MUERTOS: Edgar, Tío Choque, Padrino José Luis, PapáPablo y sobre todo a mi Papá “Toto” que siempre me cuido desde el cielo y estuvo, está y estará a mi lado por el resto de mis días. “Ya voy a ir, voy a subir cuando me toque a mí... y juro que la cara voy a dar cada vez, cada vez, que alguien los nombre aquí o allá”.

ALITA:

Tú me complementas, no puedo expresar todo lo que siento por ti en unas cuantas líneas, sólo que estoy aquí a tu lado y espero aquí sentado hasta el final. No te has imaginado lo que por ti he esperado, pues ERES mi pensamiento más profundo, lo único precioso que en mi mente habita hoy. Lo que más quiero en este mundo, eso ERES.

MAMÁ:

TODO ESTO ES TUYO, PUES GRACIAS A TI EXISTE Y SIN TI SOLO HABRÍA VACÍO Y SOLEDAD, PERO CONTIGO AQUÍ TODO ES POSIBLE. NO ME ALCANZARA LA VIDA PARA AGRADECERTE EL APOYO Y AMOR INCONDICIONAL.

MADRE... SOLO HAY UNA Y AGRADEZCO A LA VIDA QUE ME HAYAS TOCADO TÚ.

¡LO LOGRAMOS MAMITA!

Aquí: a Marcela

Allá: a Ernesto

Fui poseído por la más ardiente curiosidad respecto al remolino mismo. Sentí positivamente el deseo de explorar sus profundidades, incluso al precio del sacrificio que iba a hacer; mi principal pesar era pensar que no podría nunca contar a mis compañeros los misterios que iba a conocer.

Descenso en el remolino,
Edgar Allan Poe, 1840

ÍNDICE GENERAL

PROLOGO	XV
RESUMEN	XIX
INTRODUCCIÓN	1
BREVE HISTORIA SOBRE LOS HOYOS NEGROS	5
CENTRO GALÁCTICO	19
3.1 El descubrimiento de Sagitario A*	20
3.2 Componentes	21
3.3 ¿Formación Estelar en el Centro Galáctico?	24
OBSERVACIONES	27
4.1 Obtención de Datos	27
4.2 Telescopios Empleados	34
4.3 Técnicas de Detección	37
4.4 Imágenes Speckle	37
4.4.1 Tipos de imágenes speckle	38
4.5 Óptica Adaptativa en Telescopios Sencillos	39
4.5.1 Imágenes con Óptica Adaptativa	40
4.5.2 Espectroscopia de Óptica Adaptativa	46
4.6 Instrumentación para Óptica Adaptativa	47
4.6.1 NAOS/CONICA	48
4.6.2 NICR2	50
4.6.3 PUEO	51
4.6.4 ADONIS	51
4.6.5 HOKUPA'A	52
4.6.6 FASTTRAC	53
4.7 Imágenes del Cúmulo Estelar Central en el Cercano-Infrarrojo	54
4.7.1 Breve Historia de imágenes en Cercano IR	54
4.7.2 Imágenes Limitadas por Difracción	55

4.8 Marcos de Referencia posicionales en Radio e Infrarrojo	56
4.9 Velocidades Estelares y Aceleraciones Orbitales.	58
4.9.1 Mediciones de Movimientos Estelares Propios.	58
4.9.2 Movimientos en el Cúmulo Exterior	60
4.9.3 Movimientos en el Cúmulo Interior	60
4.9.4 Aceleración de Estrellas cerca de Sgr A*	62
4.9.5 Órbitas Estelares	63
4.10 La Órbita de la Estrella S2	66
4.11 Resultados	69
RESULTADOS ASTROFÍSICOS	73
5.1 El campo de Velocidades Estelares	77
5.2 Escenarios para Formación de Estrellas en el Centro Galáctico	80
5.2.1 Caída de Cúmulos Estelares	81
5.2.2 Formación In Situ en el Gas Denso	83
5.2.3 Formación de estrellas en la Mini-Espiral.	84
5.2.4 Captura de Estrellas por Eyección de Remanentes Estelares	85
5.3 Análisis de Órbitas Estelares Cerca del Hoyo Negro Central	86
5.3.1 Corrimiento Relativista del Perihelio	86
5.4 La Baja Luminosidad de Sgr A*	87
5.5 Comparación con Núcleos de Otras Galaxias.	88
CONCLUSIONES	91
Apéndice A	93
Apéndice B	95
Apéndice C	101
Bibliografía y Referencias	103

PROLOGO

“Agujeros Negros”
Jean Pierre Luminet, 1987¹

El centro dinámico de la Galaxia, en la dirección de la constelación de Sagitario, queda oculto a la vista de los astrónomos por gigantescos bancos de gas y polvo cósmico. Por cada millón de millones de fotones emitidos en el dominio visible cada segundo, uno solo sobrevive al viaje de 30,000 años luz que le separa de la Tierra. En estas condiciones, ¡no hay esperanza para la observación del Centro Galáctico por medio de telescopios tradicionales!

Afortunadamente para los astrónomos, la radiación electromagnética tiene un amplio espectro, que se extiende de las radiofrecuencias a los rayos X, y algunas frecuencias pueden franquear el obstáculo de las nubes de polvo y gas. Esto ocurre con las ondas de radio, la radiación infrarroja y los rayos X. Es posible pues estudiar el Centro Galáctico por medio de radiotelescopios y satélites artificiales.

La luminosidad «bolométrica» (suma de todas las contribuciones radio, infrarrojo, X, etc.) alcanza diez millones de veces la luminosidad solar. Se encuentran allí dos fuentes radio. Una, Sagitario A Este que tiene todas las características de un remanente de supernova. La otra, Sagitario A Oeste que presenta una superposición de dos tipos de emisión radio: una es «térmica», es decir que proviene de la radiación natural de una nube de gas caliente; la otra emisión, en el núcleo mismo de Sagitario A Oeste, no es térmica sino proviene de electrones con velocidades próximas a la de la luz².

Esta radiofuente no «térmica», bautizada como Sagitario A*, es la más potente de todas las fuentes radio de la Galaxia. Su luminosidad es diez veces superior a la luminosidad óptica del Sol. Pero lo más notable es su compacidad: la emisión proviene de una región menor que 3 mil millones de kilómetros, es decir del tamaño de la órbita de Saturno o del diámetro de una gigante roja. Debido a que es imposible «colocar» un cúmulo de estrellas en un volumen tan reducido. La emisión radio debe

¹ N. del Autor: Consideré importante incluir el texto anterior, pues aunque es la visión que se tenía del Centro Galáctico hace poco más de veinte años. Esta no ha cambiado demasiado, excepto por el hecho de contar con mas tecnología para realizar mejores observaciones, las cuales son el objeto del presente trabajo.

² Se trata de la *radiación sincrotrón*.

provenir de un astro *único* ¿Cuáles son los tipos de astros capaces de emitir radiación radio sincrotrón? Los pulsares, los restos de supernovas, las fuentes binarias y los agujeros negros masivos. Examinaremos los casos uno por uno.

No puede tratarse de un púlsar; el pulsar más brillante conocido tiene una luminosidad radio diez mil veces más débil que la de Sagitario A*, y de todas formas la emisión radio del Centro Galáctico no pulsa; es por el contrario notablemente estable.

No puede tratarse de estrellas binarias; la luminosidad de estas fuentes fluctúa en todos los dominios de longitud de onda; su luminosidad media en las radiofrecuencias es cien mil veces menor que la de Sagitario, y alcanza una décima en el máximo de un fulgor. Por otra parte, si la luminosidad radio de Sagitario A* es demasiado grande respecto a la de un sistema binario próximo, ¿su luminosidad en rayos X es mucho menor!

Un resto de supernova que hubiera explotado recientemente sería una potente radiofuente. El problema es su velocidad de expansión: sería mucho mayor que los 15 km/s observados en Sagitario A*.

De hecho está excluido que el astro responsable de la emisión radio tenga una masa estelar. Si fuera éste el caso, el astro estaría animado de una velocidad propia típica de las estrellas en el Centro de la Galaxia, que es de 150 km/s. Esta velocidad se traducirá por un desplazamiento de la radiofuente sobre la esfera celeste. Este movimiento no ha sido observado. Las medidas confirman que el astro debe permanecer en reposo en el Centro de la Galaxia; su masa tiene pues que exceder ampliamente a la de una estrella. La hipótesis de un agujero negro de algunos millones de masas solares en estado de acreción lenta es el único modelo compatible con todas las observaciones radio-astronómicas.

Se trata ahora de confrontar la hipótesis del agujero masivo a las observaciones efectuadas a través de la otra ventana abierta en el Centro Galáctico: el dominio infrarrojo.

La astronomía de la radiación infrarroja se ha realizado desde hace algunos años gracias a detectores muy sofisticados situados a bordo de satélites tales como IRAS³. Se ha descubierto así que la fuente compacta Sagitario A* coincide casi con una fuente infrarroja llamada IRS 16. Esta fuente muy compacta es probablemente la responsable de la luminosidad total de los 30 años luz circundantes, y quien calienta iluminándolo el gas de Sagitario A Oeste. ¿Cuál es la naturaleza de IRS 16?

Las estrellas en su fase de gigante roja son potentes emisores infrarrojos. Midiendo el flujo infrarrojo de IRS 16 se puede pues «seguir la huella» de las gigantes rojas, y suponiendo una proporción «normal» de

³ Infra Red Astronomical Satellite

gigantes rojas se deduce de ello la distribución de estrellas en IRS 16. Por este método, se encuentra que una masa de dos millones de estrellas deben gravitar en un radio de 5 años luz. Tal densidad estelar es prodigiosa: ¡es mil veces la que reina en el núcleo de un gran cúmulo globular!

Pero las gigantes rojas no son las únicas fuentes de radiación infrarroja. Medidas espectroscópicas muestran que nubes de gas calentadas a 300 K orbitan en la periferia de IRS 16 y contribuyen a su emisión infrarroja. Si las gigantes rojas sirven para «trazar» la densidad de estrellas, el movimiento de las nubes es un marcador de la *masa total* de IRS 16. Esta información capital reposa en la simple hipótesis de que el gas está animado de un movimiento circular en un campo de gravitación central. En estas condiciones, la velocidad orbital de las nubes — proporcionada por el desplazamiento Doppler de las líneas espectrales — determina directamente el valor de la masa central. Las medidas dan un resultado comprendido entre 5 y 8 millones de masas solares. Puesto que el número total de estrellas en esta región sólo contribuye con 2 millones de masas solares, queda una masa oscura de 3 a 6 millones de masas solares. ¡La hipótesis del Agujero Negro Galáctico gigante está fuertemente corroborada por la astronomía infrarroja⁴!

En la actualidad, la mayoría de los astrofísicos están de acuerdo sobre la naturaleza del Centro Galáctico, descomponiéndolo en tres estructuras: un disco de gas «tibio» y grumoso acumulado en una «corona» que se extiende de 5 a 30 años luz del centro, con el borde interno fuertemente calentado por una fuente de radiación central; en el interior de la corona, una cavidad de cinco años luz y radio que contiene dos millones de masas solares en forma de estrellas reagrupadas en un cúmulo muy compacto; en el mismo centro, un agujero negro de 3 a 6 millones de masas solares en estado de acreción con débil consumo de masa.⁵

Es interesante hacer notar que el diámetro de un agujero negro de tres millones de masas solares es de veinte millones de kilómetros, es decir cien veces menor que la dimensión de la región resuelta por los instrumentos actuales. Esta resolución se mejorará en el transcurso de los próximos años, pero se pueden apreciar los progresos que quedan por alcanzar pensando que, vista desde la Tierra, la dimensión angular del Agujero Negro Galáctico es igual a la de una pelota de tenis situada a un millón de kilómetros...

⁴ Por otra parte, han sido detectadas radiación X y gamma, que indican una vez más la presencia de un astro compacto.

⁵ Los abogados del diablo (sistema triple) han hecho valer con razón que el movimiento de las nubes de gas podría no ser circular ni gravitatorio, sino consistir en una eyección forzada por la presión de radiación de un astro central. Bajo esta hipótesis, bastaría una masa de 300 M_{\odot} para explicar las velocidades observadas.

La idea de que un gran astro invisible, análogo a los predichos por Laplace, pudiera residir en el Centro de la Galaxia había sido invocada desde 1801 por el astrónomo alemán Johann Seldner. Pero Seldner había montado esta hipótesis con el único fin de explicar la rotación galáctica. La masa necesaria era tan considerable que Seldner abandonó pronto la idea. La primera predicción teórica sería de un agujero negro galáctico gigante se remonta a 1971, cuando los datos radio e infrarrojo eran todavía escasos. Debido a Donald Lynden-Bell, y Martin Rees, de la universidad de Cambridge, no era de hecho más que la consecuencia lógica de un trabajo anterior de Lynden-Bell, que había considerado en 1969 que *todos* los núcleos de galaxias abrigan agujeros negros gigantes, cuyo gasto de energía estaría regulado por la cantidad de carburante gaseoso disponible⁶.

Los desarrollos de la astronomía extragaláctica han venido a apuntalar esta hipótesis. En comparación con las galaxias activas Seyfert y sobre todo en los quásares, el agujero negro de Sagitario no es más que un lastimoso motor. Pero es verosímil que, en un pasado distante, se hayan desarrollado acontecimientos más violentos que los observados actualmente en el núcleo de la Galaxia. Cuando dos millones de estrellas gravitan a poca distancia de un agujero negro gigante hay alguna posibilidad para que una vez cada diez mil años una de ellas se desvíe de su órbita circular para zambullirse en dirección al agujero negro. Allí, colosales fuerzas de marea van a descuartizarla y romperla. Una parte de sus restos va a alimentar al agujero negro y provocar una llamada de actividad durante algunas decenas de años, la otra parte se aleja hacia una órbita excéntrica. Podemos preguntarnos seriamente si las nubes tibias observadas en IRS 16 no son sino los restos de estrellas rotas en el curso del último millón de años que han escapado al agujero negro. Su número es en cualquier caso compatible con una frecuencia de ruptura de una estrella cada diez mil años...

Todo concurre para afirmar que el núcleo de nuestra Galaxia no es más que una versión miniatura de los fenómenos cataclísmicos que se desarrollan en el corazón de las galaxias más lejanas.

⁶ Los astrofísicos rusos Yacov Zel'dovich e Igor Novikov fueron los que por primera vez propusieron, en 1964, la acreción de gas por un agujero negro súpermasivo como fuente de energía de los quásares.

RESUMEN

El presente trabajo monográfico sintetiza los más recientes descubrimientos acerca de la naturaleza de los pársecs más cercanos al centro Galáctico, los cuales han estado bajo escrutinio en años recientes, en parte debido a las emocionantes observaciones de esta región en diferentes bandas, debido al gran interés teórico que ha motivado la física de los hoyos negros en estado de acreción, la dinámica del gas magnetizado y la formación inusual de estrellas.

Ahora sabemos que el Centro Galáctico contiene muy probablemente y como mejor candidato a un hoyo negro súpermasivo, pesando poco menos de 2.6 millones de soles. El cual está en interacción con el medio cercano a él, cúmulos que lo envuelven y estrellas jóvenes, un anillo de polvo molecular, chorros de gas ionizado, gas caliente difuso y un remanente de supernova; de tal forma que la riqueza de la fenomenología de acreción y los procesos de alta energía se pueden modelar detalladamente.

Se resumen los últimos resultados observacionales enfocados a la interpretación física del objeto más intrigante en esta región —La radio fuente Sagitario A*— pensando en la manifestación radiativa del hoyo negro súpermasivo.

INTRODUCCIÓN

La Vía Láctea es una galaxia gigante, compuesta de una masa de al menos 1 trillón de masas solares con un diámetro de aproximadamente 100,000 años luz. Pertenece al llamado Grupo Local de galaxias, un pequeño cúmulo de poco más de 30 miembros, y es la segunda más grande y una de las representantes más masivas de este conjunto.

Nuestra Galaxia, según hemos aprendido, se formó de un rápido colapso de una nube esférica de materia en la expansión primordial del universo. La naciente Vía Láctea estuvo repleta con formas simples de materia, particularmente hidrogeno. Durante este colapso, se formaron paquetes de gas altamente condensado, los cuales eventualmente se volvieron en bolas estelares calientes de plasma. Hoy en día, estas orbitan alrededor del centro de la galaxia predominantemente en una concentración aplanada, aunque muchas que se encuentran cerca del centro tienden a salir del bulbo central.

Mapeando la distribución de estas nubes de hidrógeno, los radioastrónomos han podido concluir que la Vía Láctea no solo contiene el disco aplanado, siendo un hecho que es una galaxia espiral vista de frente. Vista desde dentro, en apariencia, tiene un bulbo central y un disco delgado que se pierde en la oscuridad del espacio intergaláctico. Nuestra vista está cerrada actualmente al centro, debido a que nuestro Sol esta embebido dentro del plano galáctico. Más sorprendente es que lo “lácteo” son bandas de luz producidas por la multitud de estrellas en esta envoltura, cortadas por la oscuridad de nubes de polvo en los brazos espirales locales.

Basados en la edad de las estrellas más viejas que hemos podido observar, tal parece que nuestra galaxia inicio su vida como una entidad separada identificable de otras galaxias hace 10,000 millones de años. Por supuesto, la combinación de procesos que gobernaron el colapso inicial ocurrido no la tenemos del todo clara. Algunas estrellas jóvenes van contra la corriente establecida por el medio, y rotan también en dirección opuesta a como lo hace el resto de la galaxia, una indicación de que probablemente se originaron de un “merger” miniatura fallido.

La Vía Láctea, sin embargo, no es un arquetipo para todas las galaxias que podemos ver en el universo. Algunas son efectivamente concentraciones aplanadas, pero les falta un centro hinchado de estrellas. Otras no tienen discos aplanados del todo, mas bien, llenan el vacío con agregados esferoidales de materia tanto luminosa como no luminosa, arremolinándose en el espacio lentamente como balones de fútbol americano. Estas galaxias, elípticas, tal vez se produzcan en colisiones catastróficas de una eventual fusión de dos galaxias espirales.

Sin embargo, la región más intrigante del cosmos accesible está localizada en el centro de nuestra galaxia. Esto tal vez no sea una coincidencia, lo cual se infiere de aquellas otras galaxias con bulbo en el centro, o de aquellas que están comprendidas enteramente de una distribución esferoidal de estrellas, cubriendo un pozo central de materia oscura misteriosa (ver Cap. 5).

Nuestro objetivo en este trabajo —el corazón de la Vía Láctea— se ubica en la dirección de la constelación de Sagitario, próximo al borde de la vecina constelación de Escorpión. Hoy en día tendemos a nombrar los objetos celestes y sus rasgos después de la constelación, es por esto que se dice que el centro galáctico se ubica en el complejo Sagitario A y las estructuras gaseosas son llamadas, por ejemplo, Sagitario A Este y Sagitario A Oeste. El objeto mas inusual en esta región, descubierto en 1974 (Balick & Brown), recibe el nombre de *Sagitario A** (Sgr A*).

Hemos tardado mucho en reconocer el significado de Sagitario y en gran parte esto es debido al “polvo”. Este aparece donde sea que exista alguna concentración de materia en el espacio, es químicamente simple y más pequeño que su primo terrestre por un factor de 10 a 100, pero si este polvo espacial se distribuye en todo el campo parecería mucho más que el conocido por nosotros. También aparece en el espacio oscuro entre las estrellas y se expande como una envoltura tenue, el material del que está formado se enfría rápidamente y las moléculas tienden a cristalizarse. Eventualmente, los cristales crecen formando granos de polvo compuestos por carbono y hielos de nitrógeno.

A principios del siglo XX, la gente no podía reconocer con facilidad las líneas oscuras del visible en la Vía Láctea debido a la absorción del polvo y no la estructura propia de esta. Ahora entendemos que si el núcleo galáctico no estuviera oscurecido, su tamaño y brillo sería comparable al de la luna llena, desvaneciéndose rápidamente dentro del ecuador celeste y emergiendo gradualmente.

El efecto del polvo depende bastante de la sensibilidad al color de luz que podemos percibir. Es irónico que la luz para la cual están mejor adaptados nuestros ojos también tenga una longitud de onda para la cual el polvo espacial es una gran molestia. El polvo opaca nuestra visión del

centro galáctico por un factor de al menos 100 millones, de tal modo que tenemos que utilizar otras bandas para poder observarlo.

En el centro de la galaxia parece que está dotado de al menos dos generaciones de estrellas: una que se formó hace 10 millones de años, y otra cuyo índice de natalidad es alrededor de 100 millones de años antes. La causa de esta brecha generacional es que ha habido varias épocas de la formación de estrellas cerca de Sgr A*, posiblemente provocada por la caída esporádica de material fresco hacia el centro.

Nuevas estrellas se forman cuando un nuevo suministro de gas se ve arrastrado a la región central por el fuerte tirón gravitatorio del núcleo. Están allí, y tenemos pruebas circunstanciales de al menos algunas estrellas extintas. Durante un tiempo, incluso se pensó que el gran carácter pesado de Sgr A* no era más que estas masas apagadas.

Para tener una idea concreta podemos utilizar una propuesta para aprender acerca de las fuerzas en juego en la región central. Consideremos un experimento muy simple, cuyo dispositivo sólo es una roca conectada a una cadena larga, donde al girar éste, se observan de manera sencilla los elementos esenciales del movimiento al igual que las estrellas encerradas en órbita alrededor de Sgr A*.

La región que rodea a los pársecs interiores del Centro Galáctico contiene seis principales componentes que coexisten junto con el profundo pozo de potencial gravitacional de la Vía Láctea. Estos constituyentes son un hoyo negro súpermasivo, el cúmulo circundante de estrellas tanto jóvenes como evolucionadas, un anillo de gas molecular, serpentinas de gas ionizado, gas caliente difuso y un poderoso remanente parecido al de supernova. Muchos de los fenómenos observados ocurren en esta compleja y única porción de la Galaxia, los cuales se pueden explicar por medio de las interacciones entre estos componentes.

Aunque en gran medida está cubierto por gas y polvo, el Centro Galáctico está ahora siendo activamente explorado observacionalmente en longitudes de onda de Radio, en sub-milímetros, Infrarrojo, Rayos-X y Rayos γ con una claridad sin precedentes y resolución espectral. Las interacciones que gobiernan el comportamiento y la evolución del núcleo han atraído a muchos astrónomos y astrofísicos interesados en aprender acerca de la física de la acreción en los hoyos negros, la dinámica del gas magnetizado y la formación estelar inusual entre otros tópicos. El Centro Galáctico es uno de las más interesantes regiones para la investigación científica debido a que es el núcleo galáctico más cercano que tenemos disponible y por lo tanto se puede estudiar con una resolución que es imposible de obtener en otras galaxias. Un segundo de arco a la distancia del Centro Galáctico de ~ 8 kpc corresponde únicamente a 0.04 pc ($\approx 1.2 \times 10^{17}$ cm). Así, desarrollando una figura teórica consistente del fenómeno

que observamos allí mejorará no solo nuestro entendimiento de la Galaxia, sino además nuestra visión general de los núcleos galácticos.

Por ejemplo, el Centro Galáctico es ahora conocido por albergar la condensación más evidente de materia bariónica, lo cual es aparentemente una coincidencia al encontrarse junto con la compacta Radio fuente Sgr A*, el objeto principal en este trabajo. Numerosas observaciones (del movimiento propio y radial de estrellas y gas) apoyan fuertemente la idea de esta radio fuente compacta en el Centro de la Galaxia con una masa de $2.6 \times 10^6 M_{\odot}$. Puesto que estas observaciones y la proximidad de Sgr A* son únicas, podremos apoyar o refutar la idea del hoyo negro súpermasivo en los núcleos de galaxias, según entendamos lo que pasa en el Centro Galáctico.

La velocidad de una estrella cerca del núcleo se puede utilizar para medir el contenido de materia oscura de esa región, ya que cuanto más rápido se mueve la estrella, mayor debe ser la fuerza de gravedad que impida su escape, y por lo tanto mayor debe ser la masa central. Por otra parte, mediciones recientes de la materia intacta perteneciente a las órbitas estelares claramente debe estar contenida enteramente dentro de las órbitas. Expertos y no expertos reconocen igualmente que una cosa es medir el contenido de materia en el centro de la galaxia, pero es un paso totalmente nuevo y significativo poder localizar esa masa dentro de las órbitas pequeñas, ahora está realizando el seguimiento con imágenes de alta precisión.

Las propiedades de Sgr A* son, por supuesto confusas, dependientes del ambiente que domina esta región. Por ejemplo, la posible explicación de la dinámica del gas observado, pues Sgr A* aparece como una fuente de un gran brillo. Lo que está por debajo de la luminosidad en todas las longitudes de onda por muchos órdenes de magnitud, radiando solamente a 3×10^{10} de la luminosidad de Eddington. ¿Esto implicará una nueva física de acreción o una propiedad peculiar acerca de Sgr A*?

Durante la década pasada numerosos artículos aparecieron en revistas especializadas acerca de este fenómeno en el Centro Galáctico, particularmente de la física de Sgr A*, el número de estos artículos se ha doblado durante los últimos años al grado de que aparece uno por semana. La intención de este trabajo es limitarse a los principales resultados observacionales obtenidos y enfocarlos como las respuestas a las preguntas teóricas del creciente trabajo de los astrofísicos en este campo.

2

BREVE HISTORIA SOBRE LOS HOYOS NEGROS

Un hoyo negro es, por definición, una región en el espacio-tiempo en la cual el campo gravitacional es tan fuerte que ni siquiera la luz puede escaparse de él.

El concepto de hoyo negro aparece aun en el marco de la física clásica. Fue a finales del siglo XVIII cuando Laplace consideró por primera vez la posibilidad de que existieran. Se sabe que la velocidad de escape de una estrella o un planeta de masa M y radio R es

$$v_{esc} = \sqrt{\frac{2GM}{R}} \quad (2.1)$$

si el radio de la estrella es menor que un radio crítico

$$r_g = \frac{2GM}{c^2} \quad (2.2)$$

la velocidad de escape sería superior a la velocidad de la luz, c . Laplace concluyó que un cuerpo de radio menor que r_g sería totalmente oscuro ya que no dejaría escapar la luz de su superficie; sólo podría detectarse por el efecto de su campo gravitacional sobre cuerpos cercanos a él.

A pesar de no dejar escapar nada, cerca de un hoyo negro se pueden producir enormes cantidades de energía por el proceso de captura (o acreción) de materia. La razón es que la materia atrapada puede liberar su energía gravitacional y radiarla justo antes de caer en el hoyo negro. Esta energía liberada resulta ser de la misma magnitud que la energía en reposo de la materia capturada ($E = mc^2$)

Los hoyos negros sólo pueden estudiarse rigurosamente en el marco de la teoría de la relatividad general. Y es la teoría de la gravitación de Einstein la empleada en la descripción de estos.

La teoría de la relatividad general de Einstein es una generalización de la relatividad especial que incluye los fenómenos gravitacionales; su fundamento matemático es la geometría de Riemann.

En la teoría de la relatividad especial, el espacio y el tiempo no son conceptos independientes. Si un evento sucede en un punto (x, y, z) al tiempo t , ese mismo evento visto desde un sistema en movimiento uniforme tendrá coordenadas (x', y', z') y sucederá al tiempo $t' = t$. Los dos conjuntos de coordenadas están relacionados entre sí por una transformación de Lorentz. Un concepto muy útil es el de espacio-tiempo de Minkowski que se define como un espacio de cuatro dimensiones: tres espaciales (x, y, z) y una temporal t . Un punto de ese espacio-tiempo es un evento con coordenadas (x, y, z, ct) . Además se puede definir la pseudo-distancia (infinitesimal) entre dos puntos-eventos como

$$ds^2 = -c^2 dt^2 + dx^2 + dy^2 + dz^2 \quad (2.3)$$

Esta distancia es invariante frente a transformaciones de Lorentz (es decir, $ds' = ds$).

Una partícula en movimiento describe una “línea de universo” en el espacio de Minkowski (este es el conjunto de todos los eventos que recorre la partícula a medida que transcurre el tiempo) Como la velocidad de una partícula masiva es siempre menor que c^2 , la pseudo-distancia entre dos puntos de la línea de Universo es negativa según la Ec. (2.3). se puede definir el tiempo propio de la partícula como

$$\tau = \frac{1}{c} \int_{t_1}^{t_2} \sqrt{-ds^2} \quad (2.4)$$

que según (2.3) es

$$\begin{aligned} \tau &= \int_{t_1}^{t_2} \left\{ 1 - \frac{1}{c^2} \left[\left(\frac{dx}{dt} \right)^2 + \left(\frac{dy}{dt} \right)^2 + \left(\frac{dz}{dt} \right)^2 \right] \right\}^{1/2} dt = \\ &= \int_{t_1}^{t_2} (1 - v^2/c^2)^{1/2} dt \end{aligned} \quad (2.5)$$

donde v es la velocidad de la partícula. El tiempo propio es invariante frente a transformaciones de Lorentz y se reduce al tiempo “usual” $t_2 - t_1$ para una partícula en reposo ($v = 0$). En forma diferencial

$$d\tau = (1 - v^2/c^2)^{1/2} dt \quad (2.6)$$

Nótese que para un fotón, la línea de universo es una recta a 45° con respecto al eje temporal (Fig. 2.1) y que siempre se tiene $ds^2 = 0$.

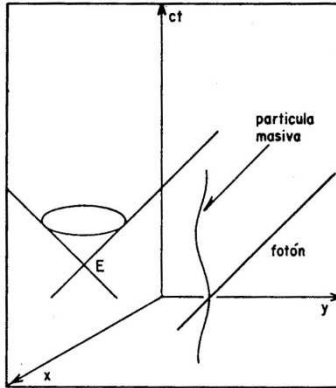


Fig. 2.1. Espacio-tiempo de Minkowski, donde se ven las líneas de universo de una partícula masiva y un fotón, y el cono de luz asociado al evento E.

Para tratar los fenómenos gravitacionales, Einstein tuvo la idea de sustituir la Ec. (2.3) para la pseudo-distancia por una más general:

$$ds^2 = \sum_{\alpha, \beta}^3 g_{\alpha\beta} dx^\alpha dx^\beta \quad (2.7)$$

donde x^0, x^1, x^2, x^3 son cuatro coordenadas arbitrarias (x^0 es la coordenada temporal, x^1, x^2, x^3 son espaciales) y $g_{\alpha\beta}$ es el llamado tensor métrico (puede interpretarse como una matriz de 4x4). La Ec. (2.7) define la *métrica* de un *espacio de Riemann* de 4 dimensiones. Un espacio de Riemann es la generalización a un número arbitrario de dimensiones de una superficie curva. Por definición, a cada punto de ese espacio se le pueden asignar coordenadas, y la distancia (infinitesimal) entre dos puntos está definida por una expresión como la Ec. (2.7). A dicha expresión se le llama métrica; ésta definida unívocamente al espacio.

Por ejemplo, la superficie de una esfera de radio a es un espacio de Riemann de dos dimensiones cuya métrica es

$$ds^2 = a^2(d\theta^2 + \text{sen}^2\theta d\phi^2) \quad (2.8)$$

donde las dos coordenadas son $(x^1, x^2) = (\theta, \phi)$ y las componentes del tensor métrico $g_{\alpha\beta}$ (en este caso una matriz de 2×2) son: $g_{11}=a^2$, $g_{22}=a^2 \sin^2 \theta$, $g_{12}=g_{21}=0$.

En la teoría de la relatividad general, el movimiento de una partícula se interpreta como un movimiento geodésico (de longitud mínima) en un espacio-tiempo *curvo*. Esto es fácil de ver para un campo gravitacional débil: cualquier distribución de masa produce un potencial gravitacional por unidad de masa Φ (por ejemplo, para una masa puntual M , se tiene que $\Phi = -GM/r$). Como tiene unidades de velocidad al cuadrado, la cantidad c^2 es adimensional y en general $\Phi/c^2 \ll 1$ (de hecho, ésta es la definición de un campo gravitacional débil). Consideremos ahora un espacio de Riemann cuya métrica es

$$ds^2 = -(1 + 2\phi/c^2)c^2 dt^2 + dx^2 + dy^2 + dz^2 \quad (2.9)$$

Nótese que, en ausencia de campos gravitacionales, este espacio se reduce al de Minkowski. La pseudo-distancia (o tiempo propio) entre dos puntos del espacio de Riemann es

$$\begin{aligned} s &= \int_{t_1}^{t_2} \sqrt{-ds^2} = \int_{t_1}^{t_2} \left[1 + \frac{2\Phi}{c^2} - \frac{v^2}{c^2} \right]^{1/2} dt \\ &\approx \frac{1}{c^2} \int_{t_1}^{t_2} (c^2 + \Phi - v^2/2) dt \end{aligned} \quad (2.10)$$

donde, en el último renglón, se usa el hecho de que Φ y $v^2 \ll c^2$. Ahora bien, la geodésica entre dos eventos es aquella curva (línea de universo en el caso considerado) que minimiza la integral (2.10). Pero esto es exactamente lo mismo que encontrar la trayectoria de una partícula cuyo lagrangiano (por unidad de masa m) es

$$\frac{L}{m} = -c^2 + \frac{v^2}{2} - \Phi \quad (2.11)$$

Excepto por la constante mc^2 , que es irrelevante, L es justamente el lagrangiano de una partícula en un potencial gravitacional $m\Phi$. Así, el campo gravitacional de un objeto masivo puede interpretarse como una curvatura del espacio-tiempo; la trayectoria de una partícula en ese campo como una geodésica en el espacio-tiempo correspondiente.

Las consideraciones anteriores condujeron a Einstein a la idea de que el espacio-tiempo es riemanniano y definido por una métrica ds^2 . Para un campo gravitacional débil, la métrica se reduce a la forma (2.9), pero, en el caso general, el campo gravitacional está definido por el tensor $g_{\alpha\beta}$. Nótese que en física newtoniana, el campo gravitacional se define por una función potencial Φ .

Ahora bien, en física clásica, una distribución de masa dada por una densidad ρ produce un potencial Φ que satisface la ecuación de Poisson:

$$\nabla^2 \Phi = R\pi G\rho \quad (2.12)$$

En 1915 Einstein encontró la generalización de esta ecuación en la forma:

$$R_{\alpha\beta} - \frac{1}{2}g_{\alpha\beta}R = \frac{8\pi G}{c^4}T_{\alpha\beta} \quad (2.13)$$

donde $R_{\alpha\beta}$ es el llamado tensor de Ricci, que se construye a partir de segundas derivadas del tensor métrico $g_{\alpha\beta}$, R es la traza, de $R_{\alpha\beta}$ y $T_{\alpha\beta}$ es el tensor de energía-momento que aparece en relatividad. Para la métrica (2.9), la Ec. (2.13) se reduce a la de Laplace,

$$\nabla^2 \phi = 0 \quad (2.14)$$

La ecuación de Einstein es en realidad un conjunto de 1° ecuaciones en derivadas parciales para las 10 componentes de $g_{\alpha\beta}$. Evidentemente, no se puede encontrar una solución general, pero si se pueden resolver las ecuaciones en algunos casos en que las simetrías del problema conducen a simplificaciones importantes de las ecuaciones.

En una primera aproximación tal parece que no se puede esperar una aceptable y completa descripción de los hoyos negros, debido a la complejidad de las ecuaciones envueltas en ello, entre otros factores, esencialmente la no linealidad. Afortunadamente, se ha encontrado que poco después de su formación, cualquier hoyo negro se vuelve estacionario, y su campo se determina de forma única por un pequeño número de parámetros conocidos; la masa, el momento angular y su carga eléctrica (si este se encuentra cargado). La razón física para esta sorprendente propiedad de los hoyos negros es el hecho de que en su campo extremadamente fuerte en el espacio vacío, solo hay tipos especiales de configuraciones de campos físicos (incluyendo el campo gravitacional) que son estacionarios.

Poco tiempo después de que Einstein publicó su teoría. Schwarzschild (1916) encontró una solución exacta de la Ec. (2.14) para el vacío ($T_{\alpha\beta} = 0$) que corresponde al campo gravitacional externo de una distribución esféricamente simétrica de masa. La solución de Schwarzschild es (en coordenadas esféricas)

$$ds^2 = -\left(1 - \frac{2GM}{c^2 r}\right) c^2 dt^2 + \left(1 - \frac{2GM}{c^2 r}\right)^{-1} dr^2 + r^2(d\theta^2 + \text{sen}^2\theta d\phi^2) \quad (2.15)$$

Comparando con la métrica (2.9) de un campo débil, se ve que la métrica de Schwarzschild corresponde al campo de una masa M , para la cual se sabe que $\Phi = -GM/r$. Sin embargo, siendo una solución exacta, la métrica (2.15) vale aun para campos muy fuertes $\Phi \sim c^2$.

Lo primero que llama la atención en la ec. (2.15) es la existencia de un radio crítico, que a partir de ahora llamaremos radio gravitacional o de Schwarzschild

$$r_g = \frac{2GM}{c^2}$$

y que es exactamente el mismo que apareció en la hipótesis de Laplace mencionada anteriormente, es decir, el radio crítico dado por la Ec. (2.2)

Cuando $r \gg r_g$, la métrica se reduce a un espacio plano – no hay campo gravitacional – se dice que el espacio es asintóticamente plano.

Aparentemente, la métrica de Schwarzschild es singular en $r = r_g$, pero, como veremos más adelante, esta singularidad es ficticia pues se puede eliminar por una transformación de coordenadas adecuada. La única singularidad real está en $r = 0$.

Para una estrella cuyo radio R_* , excede r_g la métrica (2.15) describe su campo externo, mientras que en el interior es válida otra métrica. Sin embargo, si R_* es menor que r_g aparece un fenómeno nuevo. La línea de universo de un fotón que se mueve radialmente (es decir $\theta = \text{const}$, $\phi = \text{const}$.) satisface la condición $ds^2 = 0$ y, por lo tanto, de la Ec. (2.15) resulta que

$$c \frac{dt}{dr} = \pm \left(1 - \frac{2GM}{c^2 r}\right)^{-1} \quad (2.16)$$

Es fácil ver (Fig. 2.2) que mientras $r \gg r_g$, los fotones tienen líneas de universo a 45° en el plano (ct, r) , pero a medida que nos acercamos a r_g ,

estas líneas se van cerrando, hasta que un fotón emitido desde $r = r_g$ ¡se queda pegado a la superficie $r = r_g$ y no se puede escapar!: el cono de luz se ha cerrado totalmente. Para $r < r_g$, el cono de luz se vuelve a abrir, pero r es una coordenada temporal y t espacial debido al cambio de signo de g_{00} y de g_{11} . Un cuerpo masivo cuyo radio es menor o igual que su radio gravitacional no puede emitir luz – ni ningún otro objeto – y es lo que se llama un hoyo negro. La superficie definida por $r = r_g$ se llama “horizonte de eventos”.

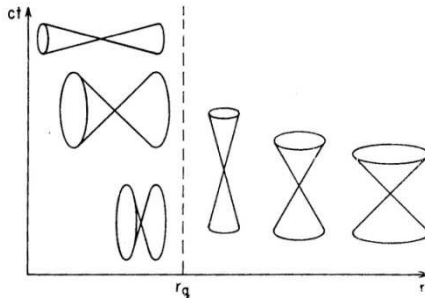


Fig. 2.2. El cono de luz en la métrica de Schwarzschild.

Es importante notar que la singularidad real $r = 0$ se encuentra dentro del horizonte y no puede verse desde el exterior. Como resultado de estas formas específicas, nuevos métodos se han desarrollado para analizar la interacción de los hoyos negros con los campos físicos y la materia, y con otros hoyos negros.

El término “hoyo negro” fue introducido por Wheeler en 1967 aunque el estudio teórico de estos objetos tiene una historia bastante larga. La mera posibilidad de la existencia de tales objetos fue discutida por primera vez por Michell y Laplace dentro del marco de la teoría Newtoniana a finales del siglo XIII (Barrow y Silk, 1983; Israel, 1987; Novikov, 1990). De hecho, en relatividad general, el problema surgió un año después de que la teoría fue desarrollada, es decir, después de que Schwarzschild obtuviera en 1916 la primera solución (con simetría esférica) de la ecuación de Einstein en el vacío. En adición a la singularidad en el centro de simetría (en $r = 0$), esta solución agregó una singularidad en la superficie del radio gravitacional (en $r = r_g$). Más de un tercio de siglo tuvo que pasar antes de poder profundizar en el entendimiento de la estructura del espacio-tiempo en los campos gravitacionales fuertes los cuales se obtenían como resultado del análisis de las formas “inesperadas” de la solución de Schwarzschild por Flamm (1916), Weyl (1917), Eddington (1924), Lemaître (1933), Einstein y Rosen (1935), y la completa solución de la formulación del problema que se obtuvo por Synge (1950),

Finkelstein (1958), Fronsdal (1959), Kruskal (1960), Szekeres (1960), Novikov (1963, 1964a). Este intervalo debió estar influenciado por la creencia general de que la naturaleza no puede admitir que un cuerpo con un tamaño determinado se pueda comparar con su radio gravitacional; este punto de vista fue compartido por el mismo creador de la relatividad general (Israel, 1987). Algún interés en las propiedades de los sistemas gravitacionales muy compactos debió estimular en los treinta después del trabajo de Chandrasekar (1931) en enanas blancas y el trabajo de Landau (1932), para que Baade y Zwicky (1934) y Oppenheimer y Volkoff (1939) mostraran que las estrellas de neutrones eran posibles, con un radio de solo algunos radios gravitacionales. El colapso gravitacional mediante el cual una estrella masiva produce un hoyo negro fue descrito primero por Oppenheimer y Snyder (1939).

El siguiente periodo comenzó a mediados de los sesentas cuando se iniciaron los intensos estudios teóricos de las propiedades generales de los hoyos negros y sus interacciones clásicas, con el trabajo de Synge (1950), Kruskal (1960) y otros quienes obtuvieron la solución completa del problema de Schwarzschild, y con el trabajo de Kerr (1963) quien descubrió una solución que describe el campo gravitacional de un hoyo negro en rotación. Antes de este periodo los especialistas consideraban a los hoyos negros como objetos muertos, la etapa final de la evolución de estrellas masivas, y probablemente de más objetos masivos. Los nombres de estrellas “congeladas” o “colapsadas” eran utilizados por los especialistas antes del final de los sesentas para la descripción de estos objetos. Este punto de vista probó ser bastante restrictivo cuando los procesos en la vecindad cercana de estos objetos se volvieron el foco de interés. Además, eso prevenía desde el principio cualquier formulación de algunas ideas concernientes a los procesos físicos involucrados. A mediados de los sesentas una nueva aproximación ganó popularidad en la comunidad teórica que trabajaba en relatividad general (aunque no entre los astrónomos quienes estaban principalmente muy lejos de los problemas de los hoyos negros, e incluso las discusiones de estos problemas no eran bienvenidas en la “sociedad astronómica”). Este nuevo punto de vista fue un desarrollo histórico de la ruta iniciada con el trabajo de Oppenheimer y Snyder (1939), donde fue mostrado como se observaría la superficie de una estrella colapsada, la cual no estaba “congelada” del todo, pues registraba eventos tanto fuera como dentro del radio gravitacional. Este punto de vista implicaba que un objeto formado después de un colapso gravitacional podría considerarse en algún sentido como un “hoyo” en el espacio-tiempo.

Los teoremas neo-clásicos establecían que los hoyos negros no tienen atributos individuales externos excepto la masa, el momento angular y la

carga; que el hoyo negro contenía una singularidad dentro de él y que el área no podía decrecer. Estos y otros resultados hicieron posible construir una imagen cualitativa de la formación de un hoyo negro, su posible evolución y su interacción con la materia y campos físicos clásicos. Muchos de estos resultados se resumen en las monografías de Zel'dovich y Novikov (1967b, 1971a,b), Misner, Thorne y Wheeler (1973), Hawking y Ellis (1973), Thorne, Price y McDonald (1986) y Novikov y Frolov (1989).

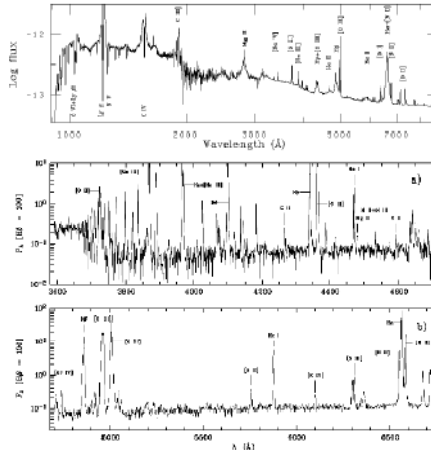


Fig. 2.3 Espectro del núcleo de NGC 4151 (cuadro superior), comparado con el espectro de la nebulosa planetaria M2-24 (cuadro intermedio e inferior), ilustrando las similitudes y diferencias (líneas anchas y continuo en N4151). Espectro de NGC 4151 de W. C. Keel; espectro de M2-24 de Y. Zhang & X.-W. Liu.

Mientras tanto, el trabajo observacional para los hoyos negros intentaba alcanzar a la teoría realizada en las décadas anteriores. Aunque no realizadas al mismo tiempo, los primeros datos que apoyaban la existencia de los hoyos negros – no de algunas, mas si de millones de masas solares – se empezaban a acumular desde los 40’s. En 1943 un artículo titulado “Emisión Nuclear en Nebulosas Espirales”, Carl Seyfert identificó 12 galaxias con un núcleo altamente inusual. Ya que no todos los centros de las galaxias normales contienen solamente estrellas viejas, estos núcleos tienen “alta excitación nuclear y líneas de emisión superpuestas en un espectro normal de tipo-G. Seyfert afirmaba que estos “perfiles de líneas de emisión mostraban que las líneas se ensanchaban, probablemente por efecto Doppler (Fig. 2.3), cuyos valores superaban los 8500 km/s para el ancho total de las líneas de hidrogeno en NGC 3526 y NGC 7649. En nuestra Galaxia, solo las explosiones de supernova generan

el movimiento de masas de esas magnitudes. Finalmente Seyfert noto que estas galaxias inusuales tenían “núcleos brillantes, apenas distinguibles entre las estrellas”. Observaciones posteriores de escalas de tiempo de variabilidad mostraron que muchos núcleos Seyfert son tan pequeños como unos cuantos minutos luz.

La significancia del trabajo de Seyfert no fue completamente apreciada hasta los 50's cuando estudios de las recién descubiertas fuentes de radio hicieron del todo claro que estos nuevos y extraordinarios procesos físicos juegan un rol importante en los núcleos de las galaxias. La más inequívoca evidencia de esto vino desde M87, la galaxia dominante en el cúmulo de Virgo. En 1954, Baade & Minkowski asociaron el brillo de la radio fuente Virgo A con la aparentemente indistinguible galaxia elíptica gigante. Encontraron que M87 contiene una fuente de radio emitiendo plasma la cual se localiza en el núcleo. Pues, un delgado brillo de 1 kpc de longitud emana desde el núcleo (Curtis 1918). Además del hecho de que el espectro muestra que el núcleo contiene gas ionizado moviéndose a cientos de km/s. Es interesante que cuarenta años después, M87 fue la primer galaxia en la cual se pudo establecer la presencia de un hoyo negro súpermasivo con ayuda del telescopio espacial Hubble.

Después que los pulsares (estrellas de neutrones) fueron descubiertas a finales de los sesentas, los astrofísicos tuvieron que examinar los prospectos de detección observacional de hoyos negros. El análisis de la acreción de materia dentro de hoyos negros aislados y hoyos negros en sistemas binarios predecía que la acreción en ellos constituye una poderosa fuente de Rayos-X (Novikov y Zel'dovich, 1866; Shklovsky, 1967b; Burbidge, 1972). El progreso de la astronomía de Rayos-X y los estudios usando satélites de Rayos-X constituyó el descubrimiento de numerosas fuentes de Rayos-X. Las hipótesis proponían que algunos hoyos negros se encontraban en sistemas estelares binarios.

Más de 25 años de constante estudio de dichos objetos proveyó la confirmación de la hipótesis inicial. Dándonos ahora la certeza de que los hoyos negros de masa estelar existen al menos en sistemas binario en nuestra Galaxia (Thorne, 1944b). Esto nos dio también una buena razón para creer que los núcleos de galaxias activas (y posiblemente en cualquier galaxia) y cuásares contienen hoyos negros masivos o súpermasivos (ver Blandford y Thorne, 1979; Rees, 1982; Begelman y Rees, 1996). Dos descubrimientos de astrónomos usando el Telescopio espacial Hubble (Ford *et al.* 1994; Harms *et al.* 1994) y radio-astrónomos (Miyoshi *et al.* 1995) dieron clara evidencia de enormes hoyos negros en el centro de galaxias. En ambos casos las observaciones revelaron discos de gas orbitando objetos centrales, lo que nos da buenos argumentos para pensar que se trata de hoyos negros súpermasivos.

La discusión de los posibles aspectos observacionales del estudio de hoyos negros mostró una atención considerable al problema del movimiento de partículas y su propagación en los campos físicos en el espacio-tiempo de hoyos negros estacionarios. Este problema, el cual es principalmente matemático y envuelve la integración de ecuaciones de geodésicas y la solución (por expansión de eigenfunciones) de ecuaciones de onda en la métrica de Kerr, las cuales ya han sido completamente resueltas. Numerosos y relevantes resultados son resumidos en la monografía realizada por Chandrasekar (1983).

Las noticias del posible descubrimiento de un hoyo negro en el sistema binario de Rayos-X (*Cignus X-1*) se extinguieron cuando un inesperado resultado obtenido por Hawking (1974, 1975) atrajo la atención de los físicos a los hoyos negros. Esto fue fundamentado como resultado de la inestabilidad del vacío en un campo gravitacional fuerte debido al hoyo negro, estos objetos son fuentes de radiación cuántica. La más intrigante propiedad de esta radiación es su espectro térmico. En otras palabras, si se omite la dispersión de la radiación por un campo gravitacional externo, el hoyo negro emite en forma de cuerpo negro. Si la masa del hoyo negro es pequeña este decaerá en un tiempo más corto que la edad del Universo. Tales hoyos negros pequeños, son ahora llamados hoyos negros primordiales, los cuales se pudieron haber formado solamente en una muy temprana edad de la evolución del Universo (Zel'dovich y Novikov, 1966, 1967b; Hawking, 1971). En principio, el descubrimiento de los hoyos negros primordiales o de su producto al decaer puede complementar valiosa información de los procesos físicos ocurridos en el Universo en ese periodo.

El descubrimiento de Hawking estimulo un gran número de artículos los cuales analizaban específicamente las formas de los efectos cuánticos en los hoyos negros. Incrementando una descripción detallada de los efectos debidos a la creación de partículas reales escapando hacia el infinito, un progreso sustancial fue obtenido en el entendimiento de la polarización del vacío en la vecindad del hoyo negro. Este efecto es importante en la construcción de una completa descripción cuántica de la "evaporación" del hoyo negro.

Esto es del completo interés desde hace muchos años (20 a 25), pues los hoyos negros eran considerados como objetos exóticos, y la postura general en la vasta comunidad física y astrofísica (es decir, entre los científicos que no trabajaban en este tema) de estos objetos fue enteramente cautelosa. Ahora la situación ha cambiado drásticamente. Ambos se retroalimentan, puesto que los nuevos datos astrofísicos ayudan al desarrollo de la teoría y viceversa.

Se ha observado en sistemas estelares binarios y centros de galaxias, que la acreción de gas hacia dentro del hoyo negro genera radiación de Rayos-X. La eficiencia de este proceso es tan alta que la acreción de materia dentro del hoyo negro es una de las fuentes más poderosas de energía en el Universo. Es el por qué los hoyos negros recientemente han vuelto a favorecer la hipótesis para intentar explicar los procesos de gran energía emitida desde regiones compactas del espacio. Esto es lo que les da a los hoyos negros su actual importancia en astrofísica.

Para explicar la generación de las enormes cantidades de energía en volúmenes tan compactos como sucede en los cuásares – y, aunque en menor escala, en los núcleos de muchas galaxias – Zel'dovich y Novikov (1964) e, independientemente, Salpeter (1964) propusieron la idea de que en el centro de estos objetos se aloja un gigantesco hoyo negro y que la energía se genera por acreción de materia que cae al agujero negro.

Han surgido modelos alternativos; todos requieren de la presencia de una masa de 10^6 y $10^{10} M_{\odot}$ en una región $\leq 1\text{pc}$. Podemos dividir a todos los modelos en 3 grandes grupos:

- a) Cúmulos súperdensos de estrellas (e.g., Spitzer, 1971; Arons *et al.* 1975; Colgate, 1977).
- b) Estrellas súpermasivas “espinares” o “magnetoides” (Hoyle y Fowler, 1963; Ginzburg y Ozernoi, 1977).
- c) Hoyos negros súpermasivos (e.g. Lynden-Bell y Rees, 1971; Pringle *et al.* 1973).

Un prerequisite para cualquier modelo es la acumulación de una fuerte concentración de nada. Una vez que esta concentración empieza a generar energía de origen gravitacional de manera conspicua, no es posible imaginar la evolución de esta concentración de masa sin que al final se produzca un colapso total. es importante aclarar que, a diferencia de la formación de un hoyo negro por el colapso gravitacional de una estrella (proceso que ha sido estudiado cuantitativamente), el proceso que puede dar lugar a la formación de un hoyo negro súpermasivo en el núcleo de una galaxia es un problema completamente abierto. A pesar de lo cual, no es aventurado concluir que, aun sin la acumulación de gas en el centro de una galaxia no nos lleva directamente a la formación de un hoyo negro por colapso gravitacional, la progresión de las configuraciones descritas por los modelos $a \rightarrow b \rightarrow c$, o $b \rightarrow c$ parece ser inexorable (Lynden-Bell, 1978; Rees, 1978)

Ya que cualquier opción conduce finalmente a la formación de un hoyo negro y que, una vez formado, es la fuente de energía más eficiente posible, parece razonable suponer que el proceso que genera la energía de

los cuásares y de los núcleos de muchas galaxias es la acreción de materia a un agujero negro súpermasivo ($10^6 - 10^{20} M_{\odot}$) en el centro.

Respecto al problema del origen de los agujeros negros en el núcleo de las galaxias, existe una idea alternativa a la de la formación del agujero negro por el colapso de una enorme cantidad de masa en el núcleo de la galaxia. La hipótesis es que dichos agujeros negros se formaron en épocas muy tempranas del Universo. En este esquema, las galaxias se formarían alrededor de los agujeros negros de origen primordial, aunque gracias a un mapeo (WMAP) se descartó esta posibilidad al no encontrarse inhomogeneidades en la radiación de 3 K (radiación de fondo).

Independientemente de su origen, podemos partir del supuesto de que existe un hoyo negro súpermasivo en los núcleos de las galaxias activas (incluidos los cuásares). La siguiente consideración es el suministro de materia suficiente para generar energía por acreción, o, como lo ha dicho Gunn (1979): “el alimento del monstruo”.

Esta materia puede provenir de varias fuentes (no excluyentes entre sí), principalmente:

- a) gas intergaláctico que llega al núcleo vía perturbaciones gravitacionales por interacción con otra galaxia (Balick & Keckman, 1982; Dahari, 1983).
- b) gas del núcleo (Gunn, 1979).
- c) gas de estrellas de la galaxia que pierden masa por procesos convencionales [vientos, etc. (McGray, 1979)].
- d) estrellas del núcleo que se desintegran (ruptura de estrellas por fuerzas de marea) (Hills, 1975; Luminet, 1981).

El problema de cómo llega la materia al núcleo ha sido estudiado por Gunn (1979). Una vez acumulada suficiente materia en las cercanías del hoyo negro, se puede pensar en dos formas de suministro: acreción estacionaria (e.g. Luminet, 1981) o acreción intermitente (e.g. Shields y Wheeler, 1978; Balick y Heckerman, 1982). En el segundo caso, el fenómeno de actividad nuclear podría representar una fase evolutiva “pasajera” en la vida de cualquier galaxia “normal” (Krongold *et al.* 2003).

Se han estudiado formas de acreción esférica del material (e.g. McCray, 1979; Marschi, 1981). Sin embargo en esta versión del modelo no es posible explicar la emisión de chorros de material, fenómeno íntimamente ligado a la actividad nuclear.

El proceso de acreción vía un disco delgado es completamente análogo al de los sistemas binarios de rayos X. Pudiéndose también considerar los discos gruesos (en los que la presión de radiación en la dirección vertical es tan importante como lo es en la dirección horizontal).

Esta razón es la aparición de un vórtice central que forma una especie de cañón a lo largo del cual es eyectada una parte del plasma cercano al hoyo negro.

La idea original de debe a Lynden-Bell, quien además sugirió (1978) que éste es el mecanismo por el cual se forman las fuentes dobles de las radiogalaxias; Lynden-Bell se aventuró a postular que los cuásares, al evolucionar, se transforman en radiogalaxias. Podemos derivar una escala de tiempo para la vida de un cuásar dividiendo los 10^{61} ergs almacenados en los lóbulos de una radiogalaxia típica, por 10^{46} ergs/s-1 que es la potencia típica de un cuásar. Obtenemos 3×10^7 años, durante los cuales, en este esquema, se irían formando los lóbulos por la eyección continua del plasma relativista desde el cuásar. Este modelo fue desarrollado por Blanford y Rees (1974). Existen un buen número de casos en los que, a partir de observaciones radiointerferométricas, se pueden apreciar claramente los chorros de material eyectados desde la fuente central y conectados con los lóbulos de las radiogalaxias (e.g. Willis *et al.* 1974; Baldwin, 1977). Por otra parte, e varias radiogalaxias se ha descubierto una fuente compacta de rayos X en el centro (Rees 1977).

Más recientemente otro aspecto de la física de los hoyos negros se ha vuelto muy importante para aplicaciones astrofísicas. La colisión de un hoyo negro con una estrella de neutrones o la unión de un par de hoyos negros en un sistema binario es una poderosa fuente de radiación gravitacional que es suficientemente intensa como para poder detectarla con la nueva generación de experimentos con detectores de ondas gravitacionales (LIGO, LISA y otros). Y la detección de ondas gravitacionales desde estas fuentes requiere una descripción detallada del campo gravitacional del hoyo negro durante la colisión.

Esto nos lleva a una serie de planteamientos más generales, de suma importancia: ¿Cuál es el papel que juega el núcleo en la evolución de las galaxias? ¿Representa la actividad del núcleo una fase transitoria (y tal vez recurrente) en la vida de todas las galaxias? Y si la actividad del núcleo se debe a la acreción de material a un hoyo negro súpermasivo central ¿Podemos afirmar que la ausencia de actividad indica la ausencia de dicho hoyo negro, o simplemente, la falta (quizás temporal) de “alimento para el monstruo”?

3

CENTRO GALÁCTICO

El caso de un objeto masivo en el centro galáctico ha ido creciendo desde la década de 1970 con la detección de fuertes emisiones de radio procedentes del pársec más cercano (Balick y Brown 1974; Ekers *et al.* 1975). No sólo es la fuente, denominada Sgr A*, extremadamente compacta (observaciones del VLBI a 86 GHz establecen un límite estricto de 1 UA a su tamaño, Doeleman *et al.* 2001), sino la ausencia de cualquier movimiento propio apreciable implica que debe también ser muy masivo. En el estudio más reciente sobre el tema, Reid *et al.* (2003) argumentan que Sgr A* debe ser de más de $4 \times 10^5 M_{\odot}$, excluyendo así el que pueda consistir en un grupo compacto de objetos estelares. Debido a su proximidad ($8,0 \pm 0,4$ kpc, Eisenhauer *et al.* 2003), el Centro Galáctico se puede estudiar en un nivel de detalle inimaginable en cualquier otra galaxia. Movimientos propios del cúmulo de estrellas que rodean Sgr A* se pueden detectar mediante técnicas de imagen speckle (ver Cap. 4) en el infrarrojo cercano. Estudios de seguimiento, realizados durante los últimos diez años en el NTT del ESO y el Telescopio Keck en primer lugar, y en el VLT del ESO, más recientemente, han llegado a un nivel asombroso de $0.003''$ (0.1 Mpc) de precisión en las posiciones estelares (Eckart *et al.* 1993; Ghez *et al.* 1998; Ghez *et al.* 2000; Schödel *et al.* 2003; Ghez *et al.* 2003): se ha medido el movimiento propio de más de 40 estrellas a $1.2''$ de Sgr A*; desviaciones de movimiento lineal han sido detectado en ocho estrellas y cuatro estrellas, en particular, han recorrido el pericentro de sus órbitas desde que se inició el control (Ghez *et al.* 2003; Schödel *et al.* 2003). En los tres casos en los que las órbitas se han localizado con precisión, las estrellas orbitan Sgr A* con períodos de entre 15 y 71 años, alcanzando un acercamiento de hasta 87 UA de la fuente central. Usando una solución multiorbital simultánea, (Ghez *et al.* 2003) se deriva una masa central de $(4,0 \pm 0,3) \times 10^6 M_{\odot}$. Lo que implica una densidad central de masa de $4 \times 10^{16} M_{\odot} \text{Mpc}^{-3}$, proporcionando una evidencia casi irrefutable de que la masa es, en efecto, una singularidad.

3.1 El descubrimiento de Sagitario A*

La radiofuente que conoceríamos como el objeto más inusual en nuestra galaxia fue descubierta del 13 al 15 de Febrero de 1974, en optimas condiciones de visibilidad y con equipos observacionales virtualmente sin fallos. Balick y Brown (1974) reportaron la “detección de una fuerte emisión de radio en la dirección del pársec interior en el corazón del núcleo galáctico” después de un año, añadiendo que la estructura tenía un exceso de brillo debido a la temperatura de 10^7 K.

Esta primer detección la lograron, inspirados por una predicción teórica iniciada por el descubrimiento hecho por Lynden-Bell (1969) y Lynden-Bell & Rees (1971). Realizando la técnica de Radio interferometría para obtener así los primeros datos en Febrero de 1974. Bruce Balick y Robert L. Brown usaron tres elementos combinados del interferómetro Green Bank con su antena de 13.5 m. Estudiando longitudes de onda de 11 y 3.7 cm obteniendo resoluciones angulares de 0.7'' y 0.3'' respectivamente. La sensibilidad de los telescopios era mucho más adecuada para resolver ~ 25 Jy de emisión extendida del complejo Sgr A Oeste. Brown (1982) fue el primero en usar el nombre Sgr A* (leído como “Sagitario A estrella”) para poder distinguir la fuente compacta de la emisión del complejo más extendido Sgr A Oeste.

La primer detección exitosa de Sgr A* con el VLBI (Interferómetro de Base Muy Grande) fue hecha por Lo *et al.* (1975) en mayo de 1975 usando una base de 242 km entre el Radio Observatorio de Owens Valley (OVRO, con una antena de 40 m) y la antena de 64 m Goldstone de la NASA a una longitud de onda de 3.7 cm. Combinando los resultados de varias mediciones, los autores sugirieron que la emisión de Sgr A* era de tipo variable Lo *et al.* (1975), lo que también fundamentaba la emisión compacta en Radio “casi centrada” en el cúmulo estelar observado por Becklin & Neugebauer (1975) a 2.2 μm con una resolución angular de 2.5 segundos de arco.

Después de esta detección no se tenía claro como la radio fuente compacta estaba realmente asociada con el centro de nuestra Galaxia, la posibilidad de que se tratara de un objeto extragaláctico fue desechada después de la detección del movimiento secular de Sgr A* hecha por Backer & Sramek (1982). El movimiento secular se manifiesta asimismo como el movimiento aparente de Sgr A* en el Plano Galáctico con respecto a las fuentes extragalácticas (i.e. geoméricamente a una gran distancia) y es consecuencia directa del movimiento del Sol alrededor del centro de la Vía Láctea. Mediciones actuales del movimiento propio de Sgr A* obtenido con dos diferentes observatorios, Reid *et al.* (1999) usando el VLBA (Arreglo de Base Muy Grande) por un periodo de 2 años

y Backer & Sramek (1999) con el Gran Arreglo del NRAO (Observatorio Nacional de Radio Astronomía) por un periodo de 16 años. Ambos grupos coinciden en que el aparente movimiento de Sgr A* esta contenido enteramente en el Plano Galáctico a aproximadamente 8 kpc del centro dinámico, el movimiento propio observado de Sgr A* relativo a fuentes extragalácticas es de 6 ± 0.4 mas yr^{-1} trasladándose con una rapidez de rotación de 220 ± 20 km s^{-1} . Lo que nos indica que el movimiento propio de Sgr A* es consistente con el resto de los elementos en el centro de la Vía Láctea.

3.2 Componentes

Se piensa que el centro dinámico de la Galaxia coincide con Sgr A*, una compacta radio fuente no térmica no más grande que 1 UA. En una escala un poco más grande, encontramos la configuración espiral de "tres brazos" de gas ionizado y polvo conocido como Sgr A Oeste la cual cubre totalmente a Sgr A* en la Fig. 4.5, se muestra un área de 2×2 pc. En la Fig. 4.9 se muestra la distribución estelar a $1.6 \mu\text{m}$ (casi la misma escala espacial que la Fig. 4.5) vista por NICMOS en el Telescopio Espacial Hubble *HST*. Sgr A* se encuentra justo en el centro pero no puede ser apreciado a esta longitud de onda.

Sgr A Oeste probablemente deriva de una distribución central de brillo debida a las estrellas que radían como una fuente puntual. Algunas de estas estrellas se formaron hace apenas algunos millones de años y por lo tanto vemos lleno de fuentes infrarrojas en todo Sgr A Oeste. Todavía no estamos seguros de cómo se pudieron haber formado estas estrellas en esta configuración (ver cap. 5).

La espectroscopia del gas caliente observada en la estructura de la "mini-espiral" en la Fig. 4.5 sugiere que esta se encuentra rotando a una velocidad aproximada de 150 km s^{-1} alrededor de Sgr A* en sentido anti-horario; lo cual se confirmó con estudios de movimientos propios del VLA, los cuales muestran además presencia de formas con altas velocidades (Cap. 4) de entre 400 y $1,200$ km s^{-1} .

Una de las formas más impresionantes dentro de Sgr A Oeste es la "mini cavidad" centrada cerca de la unión de los brazos Norte y Este. Esta forma, adyacente a las peculiares fuentes Sgr A* e IRS 16 (un cúmulo estelar de brillo azul al Este de Sgr A*), es un hoyo distinto a la distribución en Radio continuo (Fig. 4.5) con un diámetro de $2''$, correspondiente a una dimensión lineal de 0.08 pc. Posiblemente este se creó gracias a los vientos que se dispersan esféricamente debido a la

fuerza central, o tal vez a los efectos del flujo del gas en dirección a Sgr A*.

En una escala más grande (~ 3 pc) se piensa que Sgr A Oeste vive dentro de una cavidad central la cual está rodeada por un anillo gaseoso alrededor del núcleo (ó Disco Circumnuclear, CND; Beckil, Gatley & Werner 1982; Davidson *et al.* 1992; Latvakoski *et al.* 1999; Zilka *et al.* 1999), que está desprovista de gas neutro, con la excepción de una “lengua” de gas atómico la cual aparece en caída desde el Norte. Una superposición de emisión de Radio continuo de Sgr A Oeste es debida a radiación libre-libre, una imagen mostrando la distribución de gas molecular (Fig. 4.6) sugiere que esta cavidad ésta llena de radiación ultravioleta calentando el polvo y el gas dentro de los 8 pc centrales de nuestra Galaxia (Yusef-Zadeh *et al.* 1999).

Mediciones de Radio continuo a una gran escala (~ 50 pc x 50 pc) muestran la distribución del gas caliente, conocida como el complejo Sgr A el cual muestra una morfología bastante complicada. Recientes mejoras en la resolución espacial y en imágenes a gran escala con el VLA han ayudado considerablemente para poder separar las formas térmicas de las no térmicas en esta región (Ekers *et al.* 1983; Yusef-Zadeh & Morris 1987; Pedlar *et al.* 1989) Sgr A Este y Sgr A Oeste constituyen las formas de mayor brillo en el continuo (ver Fig. 4.3). Sgr A Este se podría tratar de un remanente de Supernova, o un gran ejemplo de baja luminosidad de un componente de Radio asociado con el núcleo activo de una galaxia espiral. Observaciones de Sgr A Este muestran que está asociado a la prominente nube molecular que viaja a 50 km s^{-1} cerca de Centro Galáctico. Tal asociación requeriría más de 10^{52} erg de energía explosiva para el origen de Sgr A Este, y solamente un remanente de hypernova, debido al rompimiento de una estrella por las fuerzas de marea es capaz de proporcionar esa energía. Por otro lado, recientes observaciones en Rayos-X han estado a favor de clasificarlo como un joven ($\sim 10^4$ años) remanente de supernova con una morfología de una mezcla rica en metales. Con una estructura elíptica alargada a lo largo del plano galáctico con una longitud de su eje mayor de 10.5 pc y con su centro desplazado del aparente centro dinámico de 2.5 pc.

En una escala de cientos de pársecs aparecen estructuras filamentosarias de emisión sincrotrón en dirección perpendicular al plano galáctico. Estos filamentos son posiblemente líneas de campo magnético (generalizadas en la Galaxia) que son luces emitidas por electrones relativistas.

La morfología en una región a gran escala es muy rica. Una hermosa (y detallada) vista del Centro Galáctico a una longitud de 90 cm es presentada por LaRosa *et al.* 2000 (Fig. 3.1). Más adelante mostraremos lo relacionado a la fenomenología y teoría del objeto más enigmático dentro

de este arreglo de fuentes en el Centro Galáctico. El candidato a hoyo negro súpermasivo, Sgr A*.

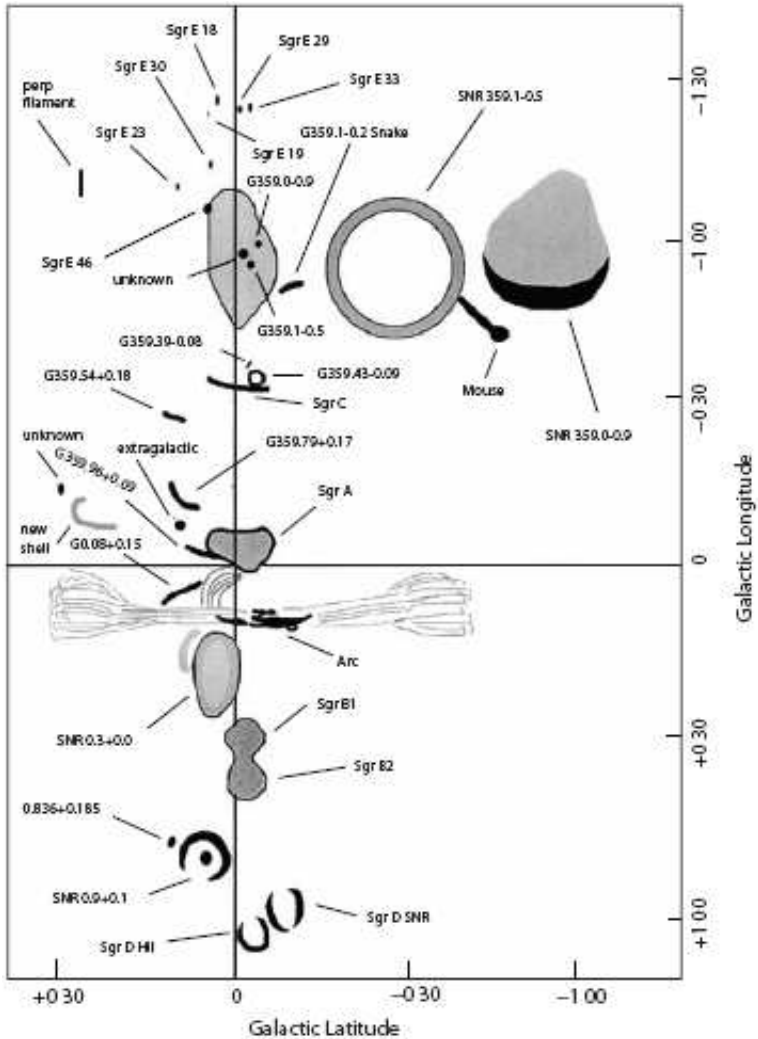


Fig. 3.1 Diagrama esquemático de fuentes extendidas en el Centro Galáctico, mostrado en una imagen de 90 cm. La perspectiva ha sido rotada para mostrar el plano galáctico verticalmente (LaRosa, Kazim y Lazio 2000)

3.3 ¿Formación Estelar en el Centro Galáctico?

La luminosidad en el pársec central entero de nuestra Galaxia está dominada por el cúmulo de una docena de estrellas masivas. Las 7 más luminosas ($L > 10^{5.75} L_{\odot}$) son moderadamente calientes ($T < 10^{4.5} \text{ K}$) súpergigantes azules y proveen la mitad de la luminosidad de esta región (Blum *et al.* 1995; Krabbe *et al.* 1995; Najarro *et al.* 1997). Debido a la fuerte emisión de la línea de Helio a $2.06 \mu\text{m}$ de estos objetos a menudo también se les denomina como estrellas-HeI (o simplemente estrellas-He).

Tales estrellas masivas y jóvenes no son exclusivas del pársec central, pues se han encontrado también en los cúmulos estelares densos en el Bulbo Galáctico a unos 30 pc del centro, por ejemplo el cúmulo del Arquero o el Quíntuple. Pero en contraste con estos últimos dos hay un alto número de jóvenes, masivas y calientes estrellas-He en el pársec central, donde las intensas fuerzas de marea, los campos magnéticos y los vientos presentan un serio obstáculo para los procesos de formación de estrellas, los cuales no se pueden explicar aún con las teorías de evolución estelar (e.g. Eckart *et al.* 1999b; Thornley *et al.* 2000). De hecho, la existencia de un gran número de estas estrellas se ha usado como argumento contra la existencia de un hoyo negro súpermasivo en el GC (Sanders 1992). La naturaleza y existencia de estas actualmente es uno de los grandes enigmas en el estudio del GC (e.g. Morris 1993; Morris *et al.* 1999).

Como evidencia adicional de la presencia de estrellas tempranas en el cúmulo central tenemos que: en las observaciones espectroscópicas la fortaleza disminuye en la forma de la banda principal de absorción del CO en los 5 a 10 segundos de arco centrales, lo cual es indicación de un reducido porcentaje de estrellas tardías en esta parte del cúmulo central. La posible destrucción de las envolturas de las brillantes estrellas tardías y súpergigantes en la región central lo discuten Lacy *et al.* (1982), Phinney (1989), Sellgren *et al.* (1990); Haller *et al.* (1996); Genzel *et al.* (1996) y Alexander (1999). Una visión alternativa es que la forma de CO se diluye cuando cae hacia el centro debido a la presencia del brillo de las estrellas-He tempranas (e.g. Sellgren *et al.* 1990; Eckart *et al.* 1995; Krabbe *et al.* 1995; Genzel *et al.* 1996; Haller *et al.* 1996).

En análisis más recientes de la población estelar y la evolución del entorno del cúmulo estelar central, usando conteos de estrellas e índice fotométricos de CO, Genzel *et al.* (2003b) concluyeron que el porcentaje de estrellas con formas de absorción de CO decrece cerca de Sgr A*. En combinación con evidencia espectroscópica que muestra que las estrellas que están dentro del entorno inmediato a Sgr A*, i.e. el también llamado cúmulo Sgr A*, tal vez estrellas tipo O/B (diagrama H-R), se tienen evi-

dencias considerables de la presencia de estrellas jóvenes dentro de algunos segundos de arco centrales. Su naturaleza no es discutida, sin embargo, pueden también ser objetos exóticos que aparezcan como jóvenes estrellas.

Si las potenciales estrellas de tipo O/B y las estrellas-He son efectivamente estrellas normales y no los objetos exóticos que solo aparentan ser estrellas jóvenes, estas debieron de haberse formado hace $< 10^7$ años. Si la formación de estrellas todavía está en proceso en el cúmulo central, es posible que aún existan estrellas jóvenes en esta región. Y estas muy jóvenes estrellas pueden aun permanecer embebidas en su caparazón de gas y polvo de donde se formaron.

4

OBSERVACIONES

Observaciones en el Infrarrojo (IR) hicieron posible superar las 25 a 30 magnitudes de extinción presentes en el visible. Mediciones con los más recientes observatorios y cámaras muestran que la distribución de masa es consistente con un objeto compacto súpermasivo de $3 \sim 4 \times 10^6 M_{\odot}$. Ahora sabemos que el objeto central está asociado también a emisiones de Rayos X y a una fuente infrarroja altamente variable y además muestra numerosos destellos. Se mostrarán los resultados observacionales que nos han llevado al conocimiento acerca de las propiedades del cúmulo estelar, las estrellas, el medio interestelar y la física del hoyo negro en el centro de la Vía Láctea.

4.1 Obtención de Datos

El rol de todo telescopio es el de almacenar la mayor cantidad de luz posible en su foco para enviarlo a un detector. Los Radio telescopios que son más viables para estudiar el centro galáctico, operan en forma similar que los dispositivos ópticos, aunque con algunas diferencias que tienen que ver con la longitud de onda de la radiación. La luz visible tiene una longitud de onda de sólo 0.0001 centímetros, así que incluso un telescopio con un diámetro de 1 metro puede crear imágenes con una buena nitidez. Pero la luz con una longitud de onda de 1 centímetro llenaría un dispositivo con sólo 100 crestas, produciendo una resolución mucho más pobre y una imagen poco satisfactoria. Para lograr el mismo efecto con un radio telescopio, el espejo, o el plato, debe ser cerca de 10.000 veces más grande (aproximadamente 10 kilómetros de diámetro).

Para un telescopio de Radio, el receptor es una combinación de una antena de alimentación en el foco, un amplificador (ya que la señal suele ser muy débil) y un detector de luz. Funciona midiendo la intensidad de las ondas de radio en cada punto de la porción de cielo que se está estudiando, y luego convierte esta radiación en un color que el ojo humano pueda reconocer.

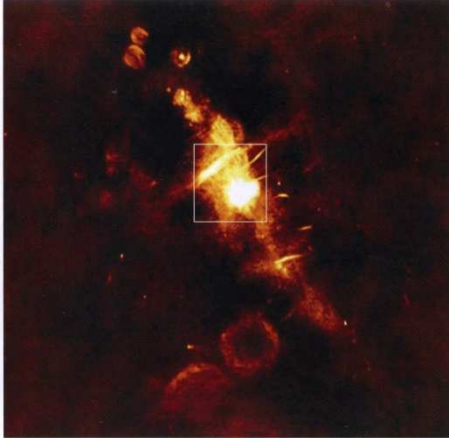


Fig.4.1. La radiación en longitud de Radio, mucho más grande que las partículas de polvo (con un tamaño aproximado de 0.0001 cm) del medio interestelar atraviesa las nubes de polvo sin sufrir atenuación. Se presenta esta imagen de 90 cm. de longitud de onda del centro galáctico notando que es una de las regiones más brillantes e intrigantes del cielo. Obtenida con el VLA (Very Large Array), esta imagen en Radio cubre un área de 1000 años luz por lado, mostrando una morfología contrastante con una imagen óptica en la cual la región central aparece oscurecida. No se aprecian estrellas visibles puesto que el pico de radiación de estas es en el infrarrojo o en el ultravioleta. La emisión de Radio aquí, parece haber sido producida por un remanente de Supernova (estructuras circulares), radiación sincrotrón, vientos y gas hidrogeno altamente ionizado. El cuadro central muestra la región brillante aumentada en la Fig. 4.2 (imagen de N. E. Kassim et al., Naval Research Laboratory, Washington, D.C.)

La Fig. 4.1 por ejemplo, es un mapa de intensidad de 90 centímetros de radio desde el centro galáctico, convertida en una escala móvil pre-seleccionada de colores que nuestros ojos pueden interpretar. De la adecuada elección de los colores se preserva nuestra intuición acerca de qué regiones son brillantes y cuáles no lo son.

Esta vista de 1000 años luz es la más grande y la más sensible imagen de radio hasta el momento del centro de la Vía Láctea obtenida con tan alta y uniforme resolución.

La característica más prominente en esta imagen es la concentración central brillante, conocida como Sagitario A, en la que se asientan en una caldera hirviendo, remolinos de gas, estrellas implorando y burbujas explotando, todos elementos identificables en las imágenes tomadas con una ampliación cada vez mayor.

Se observan delgados filamentos azules saliendo desde la mancha central de luz en la Fig. 4.2 atravesando el plano galáctico, que se extiende desde la parte superior izquierda a la inferior derecha. Trazan la

configuración de la intensa actividad de campo magnético en esta región, y son evidentes también en la parte inferior de la imagen de magnificación de la Fig. 4.1, identificados por las líneas de color amarillo claro, cruzando por el centro de la fotografía. Estos filamentos, son producidos por partículas muy energéticas arrojadas alrededor de las estrechas líneas de campo magnético. Se ha sugerido también que estos filamentos pueden ser los restos de núcleos galácticos sembrados por cuerdas cósmicas. Esta hipótesis no parece ser sostenible ya que no hay manera natural de enlace de las propiedades de estas entidades especulativas a la morfología real de los hilos observados.

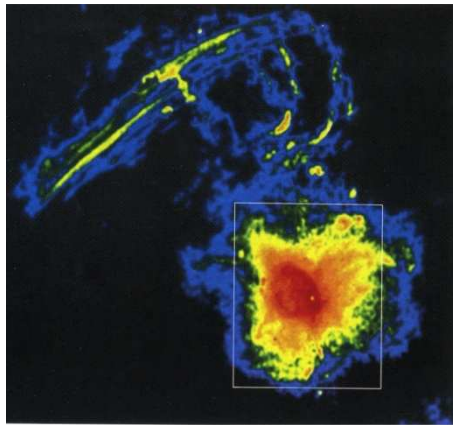


Fig. 4.2. Ampliación de la parte central de la figura anterior. Producida con el VLA muestra una intensidad de radiación de 20 centímetros producida en su mayor parte por el gas caliente magnetizado entre las estrellas. Cubriendo un par de cientos de años luz por lado, esta imagen es aproximadamente de 1/5 de la figura anterior. El plano galáctico corre del lado superior izquierdo al lado superior derecho. Aparecen formas interesantes en un sistema de delgados filamentos, midiendo casi 3 años luz cada uno, orientados perpendicularmente al plano galáctico. La región brillante en forma de Roseta rodea el centro de nuestra galaxia, la cual aparecerá amplificada en las próximas imágenes. El sitio en medio de la espiral roja es conocido como Sagitario A*, el hoyo negro súpermasivo en el centro de nuestra galaxia. La imagen dentro del cuadro es una región de 25 años luz y se podrá apreciar magnificada en la siguiente figura. (Imagen de F. Yusef-Zadeh y The National Radio Astronomy Observatory/Associated Universities, Inc.)

La Fig.4.2 muestra el interior de algunos cientos de años luz de nuestra galaxia, en una longitud de onda de 20 centímetros. La estructura central en forma de roseta se revela como un compuesto de varios elementos, una cáscara en expansión de una fuerte explosión que se produjo en el centro de la galaxia en algún momento dentro de los últimos 100,000 años. Esta burbuja de gas caliente parece ser el remanente de supernova, aunque es difícil de conciliar pues 50 a 100 supernovas

tendrían que explotar simultáneamente para poder crear esta estructura. Este remanente especial, conocido como Sagitario A Este, es único en nuestra galaxia, el cual también pudo haber sido producido por la reacción explosiva de una estrella que se acercó al agujero negro súpermasivo, estas explosiones deben ocurrir una vez cada 100,000 años.

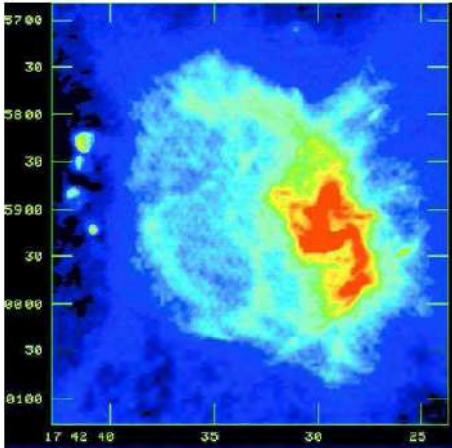


Fig. 4.3. Imagen obtenida en Radio continuo con el VLA (a una longitud de 6 cm.). Se muestra la forma de cascarón conocida como Sagitario A Este (azul claro y verde). En el centro de este cascarón se puede observar en forma espiral (mayormente en rojo) que el plasma caliente radiado se está enfriando. La forma roja que orbita a unos 10 años luz del centro de gravedad se conoce como Sagitario A Oeste. La región azul atenuada es el halo del gas liviano alrededor del peculiar remanente (imagen de F. Yusef-Zadeh en la Northwestern University y The National Radio Astronomy Observatory).

La fuente roja junto con el remanente amarillo de la explosión es conocida como Sagitario A Oeste. La cual se puede ver representada en las siguientes imágenes altamente magnificadas (Fig. 4.3). Aquí se reconoce, por primera vez la aparición de un objeto misterioso, puntual en el centro de la bola de color roja y amarilla. Al parecer, éste define la ubicación exacta del centro de la Vía Láctea, y sus propiedades radiativas son diferentes a las de cualquier otra fuente en la galaxia. Su nombre es Sgr A*, es el rostro aparentemente de un hoyo negro gigante de millones de masas solares localizado en medio de estas estructuras.

La región en forma de cascara en explosión de la Fig. 4.2 aparece magnificada aún más en la Fig. 4.3, realizada con medidas de radio a 6 centímetros. Con el uso de esta longitud de onda, somos capaces de ver detalles tan pequeños como una fracción de año luz. La estructura central roja —Sagitario A Oeste— es de apenas 10 años luz de diámetro. No se distingue el puntual Sgr A* desde aquí, pues la escala de colores elegida

satura la intensidad de radiación en el medio con el fin de obtener una vívida impresión de los tres brazos en espiral. Este gas caliente se mueve tan rápidamente en una rotación en sentido antihorario que las fotografías tomadas con un intervalo de 5 a 10 años, de hecho pueden revelar los desplazamientos de algunas características respecto a otras, incluso a la distancia de 28,000 años luz, que es donde se encuentra el centro galáctico. La velocidad es alta, de 1,000 kilómetros por segundo en algunos lugares, lo que indica que una fuerza gravitacional muy intensa debe estar presente para mantener el gas y evitar que éste se escape de la galaxia. En 1980, Charles Townes y colaboradores identificaron este movimiento, que fue en ese momento deducido de la longitud de onda de ciertas líneas espectrales, como una pieza temprana de pruebas de la presencia de una gran concentración de materia oscura en el núcleo, lo que presumiblemente proporciona el fuerte tirón que mantiene el movimiento del gas.

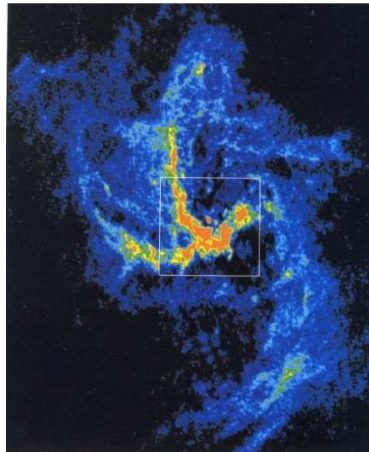


Fig. 4.4. Representación en color falso de la estructura roja de la Fig. 4.3 que muestra la emisión en radio a 6 cm. de gas altamente ionizado orbitando el centro galáctico. Cada uno de los brazos tiene aproximadamente 3 años luz de longitud. Ahora se sabe que este gas está orbitando el centro galáctico a uno 1000 km/s. La caja en el centro se aprecia ampliificada en la imagen 1.8 (imagen de F. Yusef-Zadeh en Northwestern University y The National Radio Astronomy Observatory).

Brillante y etérea, la espiral Sagitario A Oeste (Fig. 4.4) se vuelve armoniosa junto a la grandeza de un remolino galáctico. Pero ¿por qué los tres brazos mostrados nos maravillan? ¿Están estos realmente conectados? Un vistazo a la Fig. 4.6 pone de manifiesto que al menos uno de estos miembros – abajo a la derecha – está raspando el borde interior de un anillo en forma de toro de gas molecular. Tenemos algunas pruebas según

las mediciones de la velocidad del gas muestra más adelante en la Fig. 4.23 de que el brazo vertical es en realidad una lengua de gas en caída hacia el núcleo.

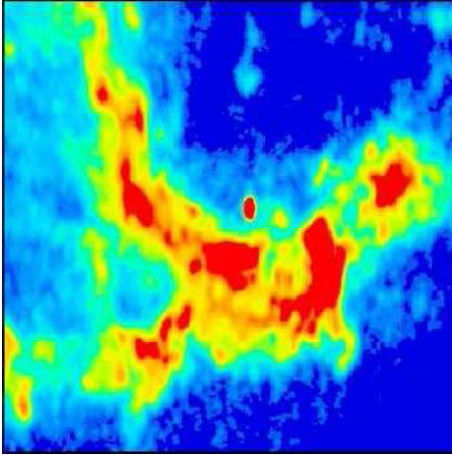


Fig. 4.5. Imagen realizada a 2 cm de longitud de onda de Sgr A Oeste y Sgr A. La forma cometaria al Norte de Sgr A*(identificada como la parte más brillante en esta imagen) está asociada con la luminosa estrella IRS 7 vista en su correspondiente ubicación en la Fig. 4.9 (imagen de F. Yusef-Zadeh en Northwestern University y The National Radio Astronomy Observatory).*

La Fig. 4.5 muestra evidencia de una interacción dinámica entre los principales componentes en este sitio. Al norte de Sgr A*, uno puede notar una forma cometaria con una cola apuntando hacia afuera del núcleo. Fotografías infrarrojas de la región (véase la Fig. 4.9) revelan la presencia de fuertes vientos emisores de estrellas cuya expulsión en masa combinada alcanza los niveles de una masa solar cada par de siglos, que es suficiente para evaporar una gigante roja y conducir el flujo de salida hacia arriba para latitudes galácticas altas.

El objeto principal de aquí, Sgr A*, no se inmuta con la conmoción de los alrededores. Una inspección de esta posición demuestra que no ha cambiado respecto a la ubicación relativa de cuásares distantes a lo largo de varias décadas de monitoreo de radio continuo.

La estructura espiral de Sgr A Oeste ofrece un marco de referencia útil para el montaje mostrado en la Fig. 4.6. Esta imagen muestra la interacción entre dos componentes elegidas para revelarse con una luz de color muy diferente. Por ahora sabemos acerca de los tres brazos en espiral, cuyo movimiento de barrido suave está anclado a Sgr A*. Pero, con sensores que detectan la radiación infrarroja lejana, también vemos la manifestación de un toro molecular (convertido aquí, en violeta), en órbita

alrededor del núcleo en la rotación en sentido antihorario. Su aspecto frágil contrasta con la cantidad de masa que contiene, al menos 10,000 masas solares de gas molecular llenando este anillo. Lo vemos en longitudes de onda infrarrojas, debido al polvo caliente atrapado en su interior. Cerca de Sgr A*, una docena de estrellas azules brillantes (véanse las Figs. 4.7 y 4.8) impulsando 10 millones de masas solares al valor de la radiación óptica y ultravioleta, que es fuertemente absorbida por el polvo.

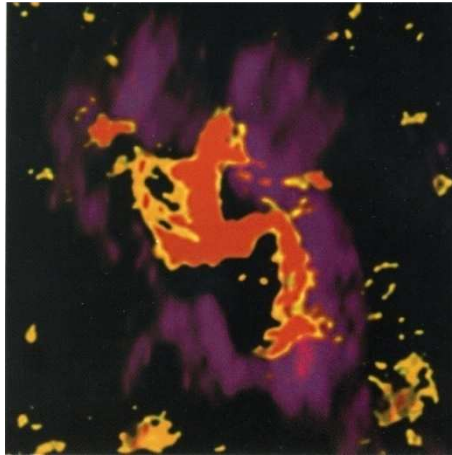


Fig. 4.6. Radio imagen del gas ionizado (Sgr A Oeste) a $\lambda = 1.2$ cm mostrando la aparición de los tres brazos en naranja, sobrepuesta a la emisión de HCN mostrada en rojo. La mayoría del gas ionizado está distribuido en la cavidad molecular. A la distancia del centro Galáctico esta imagen corresponde a un tamaño aproximado de 4 pc por lado (imagen de F. Yusef-Zadeh, Melia & Warde 2000).*

El toro y el anillo realizan por separado el movimiento en los ejes rígidos vinculados al eje común centrado en Sgr A*. A medida que descubrimos cada entidad dinámica nueva, invariablemente también discernimos su conexión directa a esta ancla masiva, ya sea gas enrarecido, una estrella en órbita o una gran estructura ordenada enroscada de campos magnéticos.

Hemos explorado el centro galáctico, casi exclusivamente mediante ondas de radio, descubriendo la estructura y actividad para la que ni siquiera las mejores imágenes ópticas de la región de Sagitario han podido sentar un precedente. El espectro de la radiación es mucho más amplio que esto, y sin embargo sería absurdo para nosotros creer que hemos agotado nuestras posibilidades de exploración. El polvo espacial causa un gran perjuicio a nuestras capacidades de imágenes sólo para la luz visible, y aún no hemos aprovechado la posibilidad de buscar en Sagitario con un telescopio infrarrojo (aparte de nuestro escrito de gran visión infrarroja del

toro molecular en la Fig. 4.6), o registrar las ondas de la luz en longitudes de onda más corta, rayos X y rayos gamma. Las observaciones de estos rayos, los cuales pueden rebotar en las partículas de polvo, no siendo detenidos gravemente, se hacen mejor desde el relativo vacío del espacio.

Por ahora, nuestra bitácora se puede resumir esquemáticamente, como se muestra en las Figs. 4.7 y 4.8. Las cuales ilustran los principales elementos en juego, cerca del centro galáctico. El cúmulo de estrellas brillantes y azul a la izquierda en realidad no está aislado, sino que representa una concentración de tales objetos presentados con más detalle en una fotografía real de esta región (Fig. 4.9). Y a la derecha de nuestro objeto principal, lo que parece ser una mini-cavidad en uno de los brazos espirales, que puede haber sido producida en parte por el efecto de un viento en la dirección de Sgr A*. Se cree que el poderoso viento de las estrellas brillantes y azules se centra gravitacionalmente en el masivo objeto central, que produce un tren de burbujas de plasma que ayudan a forjar el gas caliente ionizado, el cual es barrido hacia el material en órbita. No hay duda de que el centro galáctico es una región compleja, con una forma única forjada por sus objetos y sus interacciones relativas. Más adelante mencionaremos el papel desempeñado por las estrellas en el conjunto Sgr A*.

4.2 Telescopios Empleados

Somos afortunados en poder desarrollar herramientas para detectar ondas de Radio, pues estas han abierto el brillo a nuevas vistas de los cielos. La ondas de Radio tienen una longitud de onda de un centímetro o más, mucho más grandes que el tamaño de los granos de polvo en el espacio. Evitando así al polvo y no teniendo un efecto discernible, al realizar observaciones del centro galáctico usando radio telescopios.

El despliegue del telescopio espacial Hubble en órbita alrededor de la Tierra es uno de los avances científicos más notables de la historia. Su amplia gama de instrumentos incluye una cámara de 1,6 micrones, con la capacidad de tomar fotografías de rayos infrarrojos de los cielos con una claridad nunca antes alcanzada en la historia humana.

Mirando hacia el centro galáctico, el Telescopio Espacial Hubble registró la imagen que se muestra en la Fig. 4.9, que finalmente nos revela el cúmulo estelar denso comprimido dentro de los 2 años-luz interiores de nuestra galaxia, la misma región vista en longitudes de onda de radio en la Fig. 4.5. Sgr A* como un fantasma se esconde en el centro mismo de esta imagen, pues no emite en luz infrarroja así que no tenemos forma de estudiarle directamente con el Telescopio Espacial Hubble. Sin embargo,

su influencia sobre las estrellas que lo rodean es enorme, porque es actualmente el mejor medio que tenemos de la medición de la masa de Sgr A*.

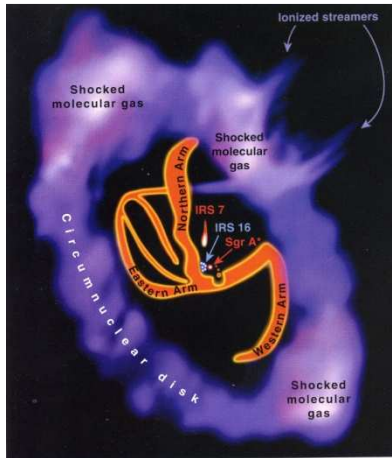


Fig. 4.7. Dibujo esquemático que muestra la colección de fenómenos astrofísicos existentes en los 15 años-luz centrales de nuestra galaxia, los cuales están dentro de la cavidad del disco que rodea el núcleo. La fuente dominante de gravedad es Sgr A*, lo que nos da una indicación de que se trata de un hoyo negro súpermasivo. El cúmulo más cercano (IRS 16) que consta de al menos un par de docenas de estrellas azules, bañando la cavidad entera con radiación y al parecer es la fuente de un poderoso viento que es llevado hacia afuera a una velocidad superior a los 700 km/s. Este viento es la causa aparente de la cola cometaria asociada con la gigante roja IRS 7 en la Fig. 4.5. La región alrededor de Sgr A* se amplifica en la Fig. 4.7 (Ilustración de Linda K. Huff).

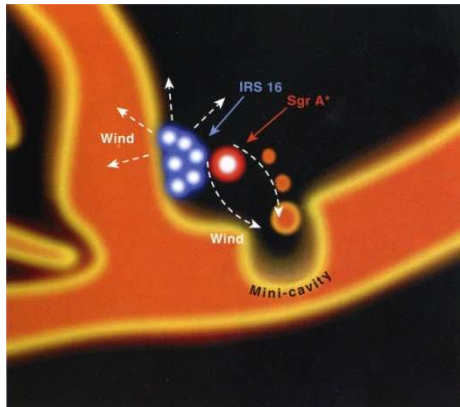


Fig. 4.8. La existencia de un peculiar hoyo (conocido como la "mini cavidad") en el gas con radio emisión alrededor de Sgr A* es debido en parte a los efectos de los vientos emanados de las estrellas azules a la izquierda y esta gravitacionalmente centrado en el hoyo negro súpermasivo Sgr A* (ilustración de Linda K. Huff).

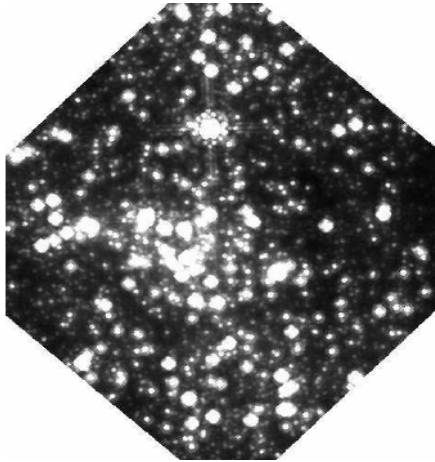


Fig. 4.9. Fotografía de Cercano-IR de los 2 años luz interiores de nuestra galaxia, tomada con NICMOS, el detector de 1-6 micras a bordo del Telescopio Espacial Hubble. Muestra la presencia de un cúmulo estelar denso rodeando el núcleo. El campo es el mismo que el de la Fig. 4.4, la diferencia es la longitud de onda. Con esta, se pueden ver la mayor parte de las estrellas pues emiten mayormente en esta frecuencia, mientras que en las imágenes anteriores lo que se observaba era la radiación emitida por el gas difuso entre las estrellas. (Imagen de M. Rieke y el equipo de NICMOS en la Universidad de Arizona).

La fuente más importante para la radiación de alta energía es claramente el centro galáctico, la cual ilumina los 2000 años-luz interiores de la Vía Láctea. Curiosamente, el centro de gravedad no es Sgr A*, como muchos esperaban, aunque los agujeros negros pueden ser fuentes prodigiosas de poder, son los restos explosivos Sagitario A Este (Fig. 4.2).

El desafío de identificar estrellas individuales en la confusión del movimiento y la luz a la distancia del centro galáctico puede llevarse a cabo ya sea moviendo el telescopio sobre la atmósfera de la Tierra, o mediante el empleo de una técnica bastante inteligente para quitar el brillo estelar de la tierra. El problema es que el aire se mueve de forma desigual, lo que distorsiona la luz estelar fugazmente, aunque significativa, de modo que una larga exposición del cielo produce una imagen borrosa. La técnica desarrollada para contrarrestar la pérdida de foco es bastante simple, ya que resulta, que solo requiere la toma de miles de fotografías rápidas de alta resolución en lugar de una única fotografía de larga exposición. Si bien cada instantánea en esta secuencia es algo débil, una imagen brillante en general todavía se puede producir si estas fotografías se suman, apiladas una encima de la otra, pero muy ligeramente desplazadas entre sí en la cantidad justa para compensar el movimiento de la imagen inducida por las distorsiones atmosféricas. La resolución alcanzable con esta

técnica, utilizada por ejemplo el Telescopio de 10 metros Keck 1 – el telescopio más grande del mundo infrarrojo – en Mauna Kea en Hawái.

4.3 Técnicas de Detección

El contenido de materia en el centro de la galaxia es mucho mayor de lo que imaginamos basados en las estrellas que actualmente vemos usando la también llamada técnica mover y añadir. El término materia "oscura" ha llegado a simbolizar la fuente de la gravedad fuerte, a menudo medida en ciertos paquetes del universo, cuando el contenido estelar pobre – la materia "visible" - no parece darse a la tarea de proporcionar el tirón necesario. Se hizo evidente que la materia visible cerca de Sgr A* puede ofrecer como mucho un uno por ciento de la atracción necesaria para mantener esta volátil región en el arnés, lo que implica que un componente oscuro abrumador, o componentes próximos están al acecho.

4.4 Imágenes Speckle

También conocida como la *astronomía de vídeo*. Es una serie de técnicas de alta resolución de imágenes astronómicas basadas ya sea en el método shift-and-add (cambiar-y-añadir o "*imagen de apilamiento*") o los métodos de interferometría de moteado. Estas técnicas pueden aumentar drásticamente la resolución de telescopios terrestres.

El principio de todas las técnicas consiste en tomar exposiciones breves de los objetivos astronómicos, y luego procesar las imágenes a fin de eliminar los efectos atmosféricos en las fuentes astronómicas. El uso de estas técnicas llevaron a una serie de descubrimientos, incluyendo miles de estrellas binarias que de otro modo se verían como una estrella sencilla a un observador visual trabajando con un telescopio de tamaño similar.

En teoría, el límite de resolución de un telescopio esta dado en función del tamaño del espejo principal, debido a los efectos de la difracción de Fraunhofer. Esto se traduce en imágenes de objetos distantes esparcidas en un pequeño sitio conocido como el disco de Airy. Un grupo de objetos distribuidos en una distancia inferior a este límite aparentan un único objeto. Así, los telescopios más grandes no solo pueden ver objetos tenues, puesto que recogen más luz sobre un espejo más grande, sino también son capaces de obtener imágenes de los objetos más pequeños.

Tomando en cuenta los límites prácticos impuestos por el ambiente, cuya naturaleza aleatoria interrumpe el único punto del disco de Airy en un patrón de manchas de tamaño similar a las que cubren un área mucho

mayor. Para un seeing (visión) típico, los límites prácticos de resolución están en los tamaños del espejo debido a los límites mecánicos existentes, en un espejo de diámetro igual al parámetro astronómico de seeing r_0 de unos 20 cm de diámetro para observaciones visibles en buenas condiciones. Por muchos años el rendimiento de los telescopios fue limitado por este efecto, hasta la introducción de la interferometría de moteado (speckle) y la óptica adaptativa como formas para eliminar esta limitación.

La imagen Speckle recrea la imagen original a través de técnicas de procesamiento de imágenes. La clave de la técnica, encontrado por el astrónomo David L. Fried en 1966, fue tomar imágenes muy rápido en la cual la atmósfera esta efectivamente "congelada" en el lugar. Para imágenes infrarrojas, los tiempos de exposición son del orden de 100 ms, pero para la región visible baja a tan sólo 10 ms. En las imágenes en esta escala de tiempo, o más corto, el movimiento de la atmósfera es demasiado lento para tener un efecto, las motas registradas en la imagen son como una instantánea de la atmósfera en ese momento.

Por supuesto, hay un inconveniente: la toma de imágenes en cortas exposición es difícil, y si el objeto es demasiado débil, no es suficiente capturarlo para que el análisis sea posible. Los primeros usos de la técnica en la década de 1970 se realizaron con técnicas fotográficas limitadas, pues como la película fotográfica capta sólo el 7% de la luz entrante, sólo los objetos más brillantes podían ser tratados en esta forma. La introducción de los CCD en la astronomía, que capturan más del 70% de la luz, aumentaron las aplicaciones prácticas enormemente, y hoy en día la técnica se utiliza ampliamente para objetos astronómicos brillantes (por ejemplo, las estrellas y los sistemas de estelares).

Más recientemente, otro uso de la técnica se ha desarrollado para aplicaciones industriales. Para el brillo de un láser (cuyo frente de onda suave es una excelente simulación de la luz de una estrella distante) en una superficie, el patrón moteado resultante puede procesarse para dar imágenes detalladas de los defectos en el material.

4.4.1 Tipos de imágenes speckle

Técnicas basadas en el método shift-and-add (cambiar-y-añadir)

En esta técnica llamada cambiar-y añadir (también llamada *imagen de apilado*), las imágenes de una exposición corta se alinean para la fuente brillante, obteniendo un promedio para dar una imagen de salida única. En el enfoque de la imagen, sólo se seleccionan las mejores exposiciones

cortas. En las primeras técnicas shift-and-add las imágenes se alineaban de acuerdo con el baricentro de la imagen, dando una cociente de Strehl general más bajo.

Técnicas basadas en la interferometría de speckle

En 1970, el astrónomo francés Antoine Labeyrie demostró que se podía obtener información sobre la estructura de alta resolución del objeto de los patrones de speckle mediante el análisis de Fourier (*interferometría de moteado*). En la década de 1980 se desarrollaron métodos que permitían reconstruir las imágenes interferométricamente para estos patrones de moteado.

Un tipo más reciente de la interferometría de speckle llamado enmascaramiento speckle consiste en el cálculo del biespectro o cierre de las fases de cada una de las exposiciones cortas. El "promedio biespectral", entonces se puede calcular y luego invertirlo para obtener una imagen. Esto funciona especialmente bien con las máscaras de apertura. En este arreglo la apertura del telescopio se bloquea excepto por unos pocos agujeros que permiten que la luz atraviese, creando un interferómetro óptico pequeño con un poder de resolución mejor que la del propio telescopio. Esta técnica de apertura de enmascaramiento fue desarrollada por el Grupo de Astrofísica Cavendish.

Una limitación de esta técnica es que requiere el tratamiento por ordenador extensa de la imagen, que era difícil de conseguir cuando la técnica se desarrolló por primera vez. Aunque la casi-universal Data General Nova sirvió bien para este papel, era lo suficientemente lenta como para limitar la aplicación sólo a objetivos "importantes". Esta limitación ha desaparecido en los últimos años conforme la potencia de computación ha aumentado, y hoy en día los ordenadores de escritorio tienen potencia más que suficiente para hacer este tipo de tratamiento como una tarea trivial.

4.5 Óptica Adaptativa en Telescopios Sencillos

En telescopios sencillos la difracción limita a las imágenes que podemos obtener en tiempo real usando sistemas de óptica adaptativa (e.g. Tyson 1998). En la próxima sección se describe como trabajan estos sistemas y como se usan para imágenes de alta resolución angular y espectroscopia. También se da una descripción cercana de cómo los sistemas de óptica adaptativa se usan para observar el Centro Galáctico.

4.5.1 Imágenes con Óptica Adaptativa

La óptica adaptativa permite una corrección en tiempo real de las molestas influencias en la forma del frente de onda entrante en la apertura del telescopio. El frente de onda inicial del objeto astronómico se puede apreciar de forma plana justo fuera de la atmosfera terrestre. Esta viaja aproximadamente 20 km a través de la turbulenta atmosfera, Cruzar el diámetro de un gran telescopio, acumulando errores de fase de algunos micrómetros. En muchos sistemas la baja componente de la frecuencia de la visión (seeing) – el movimiento de la imagen – es corregida por separado por un sensor tip-tilt (extremo-inclinado) y el correspondiente espejo de corrección. La parte de alta frecuencia de las fluctuaciones es tomada por encima del sistema óptico adaptativo y requiere correcciones en la escala de tiempo del orden de unos 10 a 100 Hz. El circuito corrector tiene entonces que correr a múltiples frecuencias. La forma del frente de onda es medida por un sensor de frentes de onda. El cual corrige una fracción pequeña de la longitud de onda observada ($\lambda/20$ a $\lambda/50$) aproximadamente cada milisegundo. En un sistema convencional AO (Óptica Adaptativa) la luz con longitudes de onda de sección corta de $1 \mu\text{m}$ es enviada al sensor de frente de onda mientras que la luz de sección grande de $1 \mu\text{m}$ es enviada al instrumento científico mostrado en la Fig. 4.10

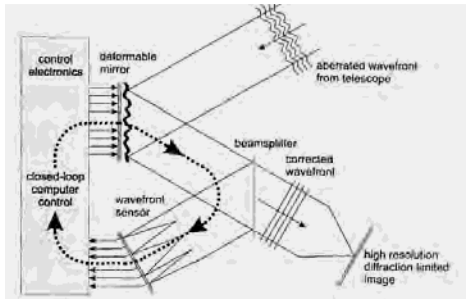


Fig. 4.10. Vista esquemática de un típico circuito de óptica adaptativa

Los sistemas de óptica adaptativa miden y corrigen la función de transferencia $T(u,v)$. Y corrigen las posibles aberraciones estáticas contenidas en la función de transferencia del telescopio $T_0(u,v)$ y las aberraciones atmosféricas de alta frecuencia descritas por la función de transferencia de la visión (seeing) $T_s(u,v)$. Las condiciones de visión (seeing) en el Cercano Infrarrojo (NIR) son mucho mejores que en el visible, aquí los requerimientos en un sistema AO (tiempo de coherencia

atmosférica y el diámetro Fried de las celdas de seeing) son mucho más altos. En astrofísica observacional, los sistemas corrientes de AO son preferentemente usados para corregir imágenes a grandes longitudes de onda de más de 1 μm .

Hay dos tipos de sensores de frente de onda usados frecuentemente: Los Shack-Hartmann y los sensores de curvatura de frente de onda.

En un dispositivo *Shack-Hartmann* la pupila del telescopio es subdividida en múltiples sub-pupilas cada una resultando en una imagen de una fuente de luz (estrella guía o láser de calibración) en el detector. De la imagen resultante uno puede medir la pendiente del frente de onda en la posición de las sub-pupilas del desplazamiento de las imágenes de la estrella de referencia con respecto a la posición de referencia (Fig. 4.11) Esta posición se calibra usando una fuente de luz interna (e.g. un láser). *Los sensores de curvatura de frente de onda* hacen medidas del frente de onda usando pares de imágenes extra-focales. Las diferencias entre ellos son proporcionales a la curvatura del frente de onda como función de la posición en la pupila. Con ambos métodos, la percepción del frente de onda está dada en una estrella guía, o también en el mismo objeto observado si es suficientemente brillante y compacto (o si tiene gradientes de luz suficientemente intensos). Las medidas en el infrarrojo se pueden representar en el visible, o en el mismo infrarrojo si la estrella guía es también tenue en el visible y/o cercana al objetivo que sirve como fuente de referencia visible. Sin embargo, actualmente solo el sistema AO NAOS (Sistema de óptica adaptativa Nasmyth) en la unidad del VLT (Gran Telescopio) de la ESO (Observatorio Europeo Austral) en el telescopio 4 está equipada con un sensor de frente de onda infrarrojo, dándole al sistema combinado NAOS/CONICA capacidades únicas.

La corrección del frente de onda en los sistemas de óptica adaptativa se realiza con un espejo deformable el cual se localiza cerca de la pupila de la imagen de una capa atmosférica conjugada y tiene un diámetro del orden de 10 a 20 cm. Este espejo con un arreglo de actuadores adaptados al sensor de frente de onda conjugan las formas de las aberraciones medidas para corregir el frente de onda. La corrección del frente de onda en los sistemas de óptica adaptativa usan el sensor de frentes de onda Shack-Hartmann el cual usualmente está hecho con un espejo deformable, el cual esta soportado por actuadores piezoeléctricos individuales. Para los telescopios de 8 m y la corrección del frente de onda en el cercano infrarrojo se requieren unos cientos de actuadores. En un sistema con sensores de curvatura la corrección esta usualmente acompañada con un espejo adaptivo dimorfo, hecho con dos platos piezoeléctricos emparejados.

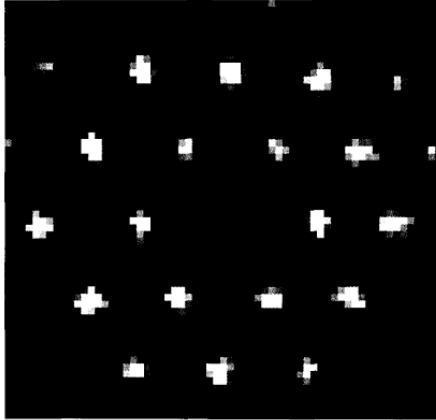


Fig. 4.11. Típica imagen de una estrella producida por un sensor de frente de onda Shack-Hartmann

El circuito de control entre el sensor de frente de onda y el espejo deformable es llevado a cabo por una computadora en tiempo real. Con únicamente 1 milisegundo o menos el sistema usa las mediciones del sensor de frente de onda para calcular los comandos hacia el espejo deformable. Esta es la razón de porque las estrellas brillantes necesitan fuentes de referencia (con magnitudes con un brillo de al menos 17 en el visible y un brillo de casi 10 en el IR). Los esquemas de corrección incluyen métodos de corrección: zonales o modales.

En el control zonal, cada zona o segmento del espejo es controlado independientemente por señales de frente de onda que son medidas por la sub-apertura correspondiente a esa zona. En el control modal, el frente de onda es expresado como combinación lineal de modos de frentes de onda básicos que ajustan la medida frontal de fase.

Los sistemas de control modal son muy flexibles y permiten limitaciones de ciertos espectros de modos básicos o elegir a priori ciertas compensaciones para aberraciones fijas.

La actual forma de funcionamiento del sistema depende fuertemente de diversos factores: Las características de la estrella guía, las propiedades espaciales y temporales de la atmosfera, la agitación del viento en el telescopio. El objetivo por supuesto es obtener una corrección estable de la imagen para permitir una larga integración temporal. Si la corrección es menos estable (o si la fuente observada es tan brillante como para permitir largas exposiciones) uno puede obtener series de imágenes AO asistidas – similar a las técnicas interferométricas de observación Speckle – pero con tiempos de integración en el rango de algunos segundos. Después más allá del post-procesamiento y selección de imagen semejante a los “modos

híbridos” resultará que la resolución angular de las imágenes está muy cerca del límite de difracción.

Las restricciones atmosféricas para la operación de AO en el IR es menos severa que en el óptico. La operación de la óptica adaptativa es fuertemente afectada por el tamaño del ángulo isoplanático. En el infrarrojo esto es usualmente del orden de $20''$ y se encoge hasta menos de $5''$ en el óptico. Sin embargo, también a longitudes de $2.2 \mu\text{m}$ de la cobertura celeste, i.e. la probabilidad de encontrar un brillo idóneo de una estrella de referencia en el parche isoplanático alrededor del objetivo seleccionado, es únicamente del orden del 0.5 al 1%. La cobertura celeste se puede extender usando cualquier guía laser de estrellas proyectada por encima del telescopio (e.g. Eckart *et al.* 2000; Bonaccini *et al.* 2003; McLean & Sprayberry 2003a) o empleando sistemas multiconjugados de frente de onda que usan múltiples estrellas de referencia para medir las propiedades atmosféricas hacia el objetivo y nos proporciona el campo correcto de visión que es muy grande dentro del parche isoplanático (Marchetti *et al.* 2003; Ragazzoni *et al.* 2003). Ambos métodos se están desarrollando actualmente y todavía no se han aplicado al centro de la galaxia.

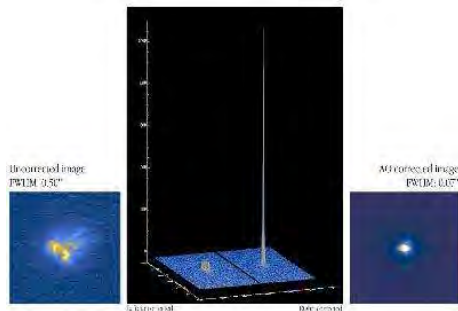


Fig. 4.12. Demostración de cómo la óptica adaptativa mejora el cociente de Strehl de una imagen con visión limitada

La óptica adaptativa de imágenes produce una función de dispersión de puntos (PSF) en la que una fracción sustancial de la luz se reúne en el núcleo de difracción. El resto es contenida en el “pie de visión” el cual tiene una anchura similar o mayor a la nube ya corregida para el movimiento de la imagen (tip-tilt) (Fig. 4.12). Es frecuentemente usada la medida de la calidad de la óptica adaptativa también llamada cociente de Strehl. Este es definido como el cociente entre el pico de intensidad en la AO-correctada (pero a través de efectos instrumentales y externos aun degenerados) y la hipotética imagen limitada por difracción completa de

una fuente puntual, e.g. patrón de Airy. Un vistazo directo a un gran tiempo limitado de exposición (i.e. óptica adaptativa apagada), tiene un cociente de Strehl del orden del 1 o 2%. Por debajo de las condiciones optimas (visión de entrada excelente de aproximadamente 0.5'' o menos, una brillante estrella de referencia, y un completo sistema operativo de óptica adaptativa) los cocientes de Strehl de aproximadamente 50-60% se logran de forma rutinaria a longitudes de onda de 2 μm y el 70-90% a longitudes de 4 μm .

Para observaciones del Centro Galáctico uno está en una situación afortunada al tener referencias infrarrojas y ópticas en la vecindad del objetivo, i.e. la posición de la radio fuente Sgr A* en el corazón del cúmulo estelar central de la Vía Láctea. Allí hay 2 estrellas en primer plano (Biretta, Lo, & Young 1982) las cuales son idóneas para analizarlas su frente de onda. La estrella 2 (USNO 0600-28579500), localizada a 30'' NNE justo en el centro, tiene una magnitud en la banda-V de ~ 14 (Biretta *et al.*) y una magnitud en la banda-R de 13.2 (e.g. Ghez *et al.* 2003a). Actualmente para el Centro Galáctico las mejores condiciones para óptica adaptativa se han obtenido si el sensor de frente de onda está disponible. En el caso del circuito de corrección de óptica adaptativa puede cerrarse en la magnitud $K \sim 6.5$ de la súper gigante IRS 7 (e.g. Clénet *et al.* 2001; Schödel *et al.* 2002) la cual se localiza a $\sim 5.5''$ al norte de Sgr A*.

Es un ejemplo de cómo la fase frontal atmosférica atraviesa la apertura del telescopio la cual es calculada de las señales del sensor de frente de onda siendo concisos el perfil de la situación para el caso del sensor de frente de onda Shack-Hartmann y el más frecuentemente usado control modal. Las observables son aquí los desplazamientos de las imágenes estelares a varias posiciones (x_m, y_m) en la imagen del sensor de frente de onda Shack-Hartmann, con m corriendo desde $m = 1$ hasta $M/2$ (siendo M los gradientes medidos), a través de la apertura, la cual es proporcional a la pendiente del frente de onda. La fase que vemos tiene que ser reconstruida para ser expresada conveniente en términos de los polinomios de Zernicke $Z_k(x, y)$. Estos polinomios corresponden al frente de fase ortogonal individual ($k = 1$ a K) de los modos de aberración como desenfoque, coma, astigmatismo y modos de gran orden. En total el frente de fase puede ser escrita como:

$$\phi = \sum_{k=1}^K a_k Z_k(x, y) \quad (4.1)$$

Aquí los coeficientes a_k miden la potencia contenida en cada modo. Ya que aquí M son las medidas totales, la mitad de esta cuenta es para los gradientes de fase en la dirección x y la otra mitad en la dirección y es un conjunto de ecuaciones lineales definidas

$$\left. \frac{\partial \phi}{\partial x} \right|_m = \sum_{k=1}^K a_k \left. \frac{\partial Z_k(x,y)}{\partial x} \right|_m \quad (4.2)$$

Este conjunto se puede escribir como una ecuación matricial $s = [B]a$, donde el vector s describe la pendiente y el vector a de los coeficientes modales:

$$s = \begin{pmatrix} \left. \frac{\partial \phi}{\partial x} \right|_1 \\ \left. \frac{\partial \phi}{\partial x} \right|_2 \\ \dots \\ \left. \frac{\partial \phi}{\partial x} \right|_{\frac{M}{2}} \\ \left. \frac{\partial \phi}{\partial y} \right|_1 \\ \left. \frac{\partial \phi}{\partial y} \right|_2 \\ \dots \\ \left. \frac{\partial \phi}{\partial y} \right|_{\frac{M}{2}} \end{pmatrix} \quad a = \begin{pmatrix} a_1 \\ a_2 \\ \dots \\ a_{\frac{M}{2}} \\ a_1 \\ a_2 \\ \dots \\ a_{\frac{M}{2}} \end{pmatrix} \quad (4.3)$$

La matriz B contiene las derivadas de los polinomios de Zernicke las cuales hemos tomado aquí como las funciones de base polinomial. Otros conjuntos de funciones de base polinomial en la pupila anular que se pueden usar en este contexto son las funciones de Karhunen-Loeve. Los elementos base necesitan ser linealmente independientes aunque no necesariamente ortogonales.

$$\begin{pmatrix} \mu_{1,1} & \mu_{2,1} & \dots & \mu_{K,1} \\ \mu_{1,2} & \mu_{2,2} & \dots & \mu_{K,2} \\ \dots & \dots & \dots & \dots \\ \mu_{1,\frac{M}{2}} & \mu_{2,\frac{M}{2}} & \dots & \mu_{K,\frac{M}{2}} \\ \xi_{1,1} & \xi_{2,1} & \dots & \xi_{K,1} \\ \xi_{1,2} & \xi_{2,2} & \dots & \xi_{K,2} \\ \dots & \dots & \dots & \dots \\ \xi_{1,\frac{M}{2}} & \xi_{2,\frac{M}{2}} & \dots & \xi_{K,\frac{M}{2}} \end{pmatrix} \quad (4.4)$$

Con

$$\mu_{k,m} = \left. \frac{\partial Z_k(x,y)}{\partial x} \right|_m \quad \text{y} \quad \xi_{k,m} = \left. \frac{\partial Z_k(x,y)}{\partial y} \right|_m \quad (4.5)$$

La solución de esta ecuación se encuentra vía la inversa de la matriz [B] y los resultados en el vector de coeficientes modales a :

$$a = [(B^T B)^{-1} B^T] s \quad (4.6)$$

Conociendo los elementos del vector de frente de fase, a puede ser reconstruido. Con el fin de corregir y enderezar la fase a través de la apertura esta es necesaria para mover el espejo deformable con una señal apropiada que imprima exactamente una mitad de la amplitud del frente de fase. Si g son los gradientes que resultan de los comandos del actuador estos se pueden escribir en forma de una ecuación matricial: $g = [G] a$. Asumiendo que uno conoce la respuesta dinámica del espejo si es impulsado por un modo individual de un coeficiente de amplitud dado. Y que su respuesta haya sido calibrada. Un camino para hacer esto es exponer el espejo a una inyección modal constante usando una fuente de luz artificial. En esta forma los elementos de la matriz respuesta G podrán ser medidos.

4.5.2 Espectroscopia de Óptica Adaptativa

Es más ventajoso combinar una alta resolución angular con una alta resolución espectral. Para el Centro Galáctico esto permite medir los espectros de alta velocidad de estrellas más cercanas a Sgr A*. Usando NIRSPEC (McLean *et al.* 1998, 2000) detrás del sistema de óptica adaptativa (AO) (Wizinowich *et al.* 2000b) en el telescopio W.M. Keck II de 10 m se puede obtener el límite de difracción en la banda-K (2.0 a 2.4 μm) en el espectro e imágenes de estrellas en el cúmulo Sgr A*. Usando un sensor de frente de onda óptico, el límite de difracción cercano y la resolución espacial se puede alcanzar con óptica adaptativa usando la Estrella Guía Natural de mag $R = 13.2$ localizada a $30''$ al noreste de Sgr A*. El espectro se obtiene usando una rejilla ancha de 2 pixeles ($3.96'' \times 0.0036''$) en modo de baja resolución, resultando en una resolución espectral moderada de $R = \lambda/\Delta\lambda = 2600$ (e.g. Gezari *et al.* 2002).

Para el NAOS/CONICA (Lenzen *et al.* 1998; Rousset *et al.* 1998; Brandner *et al.* 2002) en el UT4 del VLT un conjunto de rejillas y mascararas asociadas para espectroscopia están disponibles. Las rejillas tienen una anchura de 86 mas y 172 mas y una longitud de 40 segundos de arco. El intervalo de resoluciones espectrales va de $R = \lambda/\Delta\lambda = 400 - 1400$

Para NIRSPEC y NACO la dispersión espectral se realiza a través de un conjunto de objetivos, una clasificación de filtros y grisms. Los grisms

son una combinación de rejillas aplicadas en la superficie de un prisma. La clasificación de los filtros seleccionados a un orden de difracción de la rejilla la cual es responsable para la dispersión requerida y el prisma que corrige el rayo inclinado debido al orden de la rejilla seleccionada. Este es un arreglo compacto que permite preservar la dispersión del eje óptico total.

De gran valor son las observaciones del Centro Galáctico que se obtienen ocupando espectrómetros de campo integral de cercano infrarrojo. Los cuales usan un espejo deslizante que transforma enteramente la imagen de dos dimensiones en el equivalente obtenido por una gran rejilla. Después que la dispersión espectral entra en el chip del detector los datos cúbicos en tres dimensiones son reconstruidos, i.e. se obtiene una imagen del objeto con información espectral para cada pixel en la imagen (la 3a. dimensión en un cubo de datos). Esta técnica es extremadamente avanzada para la espectroscopia de campos abarrotados tal como el cúmulo estelar del CG. La cámara 3D (Weitzel *et al.* 1996; Hofmann *et al.* 1995) fue el primero de esos sistemas usados en el NIR para el Centro Galáctico. Recientemente el espectrómetro de campo integral para el cercano infrarrojo SPIFFI (Tecza *et al.* 1998; Eisenhauer *et al.* 2000) entro en operación en el VLT de la ESO. Los datos en el centro Galáctico en modo de visión limitada ya se tomo en 2003 (Eisenhauer *et al.* 2003b). Iniciado en 2004 SPIFFI opera en combinación con óptica adaptativa en el VLT (SINFONI e.g. Eisenhauer *et al.* 2003a).

4.6 Instrumentación para Óptica Adaptativa

Existen un número completo de sistemas astronómicos de óptica adaptativa en operación. En esta sección se restringe la discusión a algunos de los cuales se usan más frecuentemente para observar el Centro Galáctico. Se dará un breve recuento de los aspectos técnicos de los sistemas de óptica adaptativa con los cuales se ha podido obtener imágenes de los grandes cuerpos con límite de difracción, o cercanos al límite de difracción en el cercano infrarrojo de imágenes. Esta información puede ser de mucha ayuda para evaluar la calidad del conjunto de datos. Lo que nos da información complementaria importante que en algunos casos requerimos para el mejor entendimiento de algunas de las observaciones. Estas descripciones también representan un registro de los desarrollos técnicos que empezaron los telescopios de 4 m y finalizan el gran desarrollo y el trabajo eficiente de los sistemas de óptica adaptativa en los telescopios de 8 m.

4.6.1 NAOS/CONICA

NAOS/CONICA (“NACO”) es un sistema de OA y una cámara infrarroja del VLT en el ESO en la unidad de telescopios 4 (UT4; Yepun). El sistema fue instalado en la primavera-verano del 2002 (Lenzen *et al.* 1998; Rousset *et al.* 1998; Brandner *et al.* 2002). CONICA es una cámara infrarroja y un espectrómetro agregados al sistema de OA NAOS. NAOS está instalada en uno de los focos de los UT4 Nasmyth. El lanzamiento del rayo de $f/15$, hace una corrección para la turbulencia atmosférica y reenvía el rayo de $f/15$ al CONICA. (Fig. 4.13). Habiendo pasado el plano focal Nasmyth, el rayo es dirigido a una primer parábola colimante. Entonces es reflejado sucesivamente dentro del filtro-inclinado y el espejo deformable. El siguiente espejo dicroico separa el tren óptico dentro del camino de la imagen y el camino del sensor de frente de onda. NAOS ofrece cinco diferentes separadores de rayos dicroicos acomodados para adaptar el flujo y las características espectrales de la estrella guía así como para observar la longitud de onda deseada. En la imagen, el camino de la luz es reenfocado dentro del plano focal de CONICA, el cual se localiza detrás de la ventana de entrada en el criostato. Un compensador esférico de dispersión (ADC) esta posicionado entre NAOS y CONICA en el caso de observaciones a un gran ángulo cenital. CONICA está equipado con un arreglo de 1024×1024 pixeles de InSb sensitivo de 1 a $5 \mu\text{m}$.



Fig. 4.13. Sistema de imágenes de óptica adaptativa NAOS/CONICA en el ESO en un flanco (izquierdo) en el UT4.

El sensor de camino de frente de onda consiste en un selector de campo (Spanoudakis *et al.* 2000) y dos sensores de frente de onda. Los cuales se localizan entre el espejo dicroico y el foco de entrada del WFS. Los dos sensores de frente de onda, uno en el rango espectral visible y uno

en el cercano-IR, realizan la cobertura celeste de los instrumentos puesto que las fuentes con brillo en el cercano-IR son usadas por el sensor de frente de onda así como las estrellas guías visibles. El selector de campo escoge a la estrella en un campo de visión de 2 minutos de arco y proporciona una selección diferencial de objetos, una compensación flexible pre-calibrada y un contador-cortante. En combinación con el espejo deformable también que es capaz de corregir cierta cantidad de desenfoque, y es necesario cuando los prismas del compensador atmosférico de dispersión esta corrido dentro del rayo.

La cámara de gran resolución angular CONICA está equipada con el arreglo ALADDIN (producido en el Centro de Investigación de Santa Bárbara) cubriendo la región espectral de 1 – 5 μm . Partiendo en dos partes la región de longitud de onda (de 1 a 2.5 μm y de 2.0 a 5 μm) permitiendo mantener la trayectoria de la luz acromática. Por lo tanto las escalas disponibles en pixeles son realizadas en siete cámaras. Para cada escala de pixeles una cámara está asociada con una región de longitud de onda corta y otra con una región de longitud de onda larga. La única excepción es la cámara con la gran magnificación. Ahí no se necesita el equivalente de longitud de onda larga. Una variedad de diferentes medios de observación son proveídos por óptica analítica: cronografía, espectroscopia de baja resolución y gran deslizamiento, espectroscopia de imágenes por el espectrómetro de enfriamiento variable Fabry-Perot, polarimetría por rejillas-de-cable o prismas de Wollaston y además filtros elegidos de banda ancha y banda estrecha.

Nombre del filtro	Longitud de onda central [μm]	Ancho [μm]
H	1.66	0.33
K _s	2.18	0.35
L'	3.80	0.62

Tab. 4.1. Ancho de banda de los filtros en la CONICA NIR (Valores tomados del manual de usuario del ESO NACO)

El cumulo estelar en el CG ha sido observado varias veces durante la comisión de verificación y ciencia del sistema de AO NACO y la cámara de cercano-IR en la primavera/verano de 2002. En 2003, en varias épocas de regular observación en las bandas H, K_s y L' del CG las imágenes obtenidas con NACO (ver la Tab. 4.1 para propiedades de los filtros usados). Por simplicidad, se usaran las expresiones “banda-K” y “banda-L” debido a las diferencias en transmisión del K_s y L' que son insignificantes para nuestro propósito. Para las bandas K- y H, el circuito del sistema AO está encerrado con el sensor infrarrojo de frente de onda en la magnitud K~6.5 de la súpergiante IRS7, la cual está localizada

~5.5'' al norte de Sgr A*. Debido a las restricciones del instrumento, la corrección de AO para las observaciones en la banda-L en 2002 podían únicamente llevarse a cabo con el sensor de frente de onda visible, ubicado en la imperceptible estrella V~14 a 30'' al noreste de Sgr A*. Desde 2003, las observaciones en la banda-L del cúmulo estelar del CG usan el sensor de frente de onda de NIR rutinariamente. Las observaciones del Centro Galáctico con NACO son típicamente hechas en bloques de varias decenas de pequeñas exposiciones de imágenes, con tiempos típicos de integración de ~15 s para las bandas H y Ks y de 0.2 s para las observaciones en la banda-L'. El rendimiento del sistema OA NAOS depende fuertemente de la turbulencia atmosférica en el momento, especialmente en el tiempo de coherencia, pero los cocientes de Strehl son mayores que el 50% en la banda H, de 50-70% en la banda K y de 90% en la banda L, las cuales son rutinariamente conseguidas cuando se observa el Centro Galáctico bajo buenas condiciones. El único sensor de frente de onda de NIR de NAOS en combinación con el brillo de la estrella de referencia IRS 7 cercana a Sgr A* hace de NAOS/CONICA en el ESO VLT actualmente el mejor instrumento disponible para las observaciones del cúmulo estelar del CG, especialmente cuando el CG pasa cerca del zenit en el ESO en Paranal y por lo tanto permite tiempos de larga integración y pequeñas masas de aire.

4.6.2 NIRC2

La cámara de Cercano infrarrojo 2 (NIRC2) es un instrumento de fácil manejo (e.g. McLean & Sprayberry 2003b) diseñado para tomar completamente ventaja de la óptica adaptativa en el telescopio Keck II (Wizinowich *et al.* 2000b). Que está equipado con un sensor de frente de onda Shack-Hartmann el cual está posicionado en la estrella guía natural R = 13.2^m (USNO 0600-28579500) para observaciones del Centro Galáctico. Esta estrella está localizada a más o menos a 30'' de Sgr A*. NIRC2 inició su operación a mediados del 2001. NIRC2 está posicionado detrás del banco AO en la Plataforma Nasmyth del Keck II. El instrumento opera sobre el intervalo de 1 a 5 μm , proveído de 3 cámaras seleccionables que cubren el intervalo esperado en los tamaños de las imágenes. Dos filtros que ruedan con 18 posiciones que proporcionan cada uno una variedad de filtros y/o grisms, si bien el mecanismo del plano focal proporciona deslizamientos y mascarar ocultas para cronografía. Que se dedican a deslizar unos grandes grisms para espectroscopia. Seis mascarar de pupilas seleccionables están disponibles para reducir las fuentes de ruido en el marco de referencia; cuatro de estos rotadores en concierto con la

pupila del telescopio y uno sirviendo específicamente para espectroscopia. El detector es un arreglo de 1024x1024 Aladdin-3 InSb con cuatro cuadrantes indicados en 32 canales. NIRC2 fue usado para la primer medida de la línea de absorción en la estrella S0-2 la cual está en órbita alrededor del hoyo negro súpermasivo (Ghez *et al.* 2003b).

4.6.3 PUEO

El sistema de óptica adaptativa PUEO fue desarrollado por el Telescopio Canadá-Francia-Hawái (CFHT), basado en el concepto de curvatura de F. Roddier (Roddier 1991; Arsenault *et al.* 1994). Es un instrumento montado a f/8 del foco Cassegrain del telescopio de 3.6 m del CFH sobre Mauna Kea, Hawái. El instrumento está equipado con 19 sensores de frente de onda de curvatura óptica (Graves & McKenna 1991; Arsenault *et al.* 1994; Graves *et al.* 1994), y 19 espejos de electrodos dimorfos de curvatura deformable, todos bajo el control de una computadora en tiempo real (ver Rigaut *et al.* 1998). El sistema fue comisionado a la CFHT durante tres carreras en el primer semestre de 1996. PUEO tiene unas cuantas partes óptica reflectantes principales (Richardson 1994). Espejos parabólicos fuera del eje permitidos para un instrumento compacto con pequeños componentes ópticos resultando en pequeñas flexiones. Davidge *et al.* (1997) llevaron a cabo observaciones en JHK del Centro Galáctico cubriendo un campo de mosaicos de aproximadamente 12''x12''. Los datos fueron combinados con los datos en la banda-L por Simons & Becklin (1996). La principal meta del proyecto fue la investigación del contenido estelar en un diámetro de ~0.7 parsecs del cumulo estelar que rodea a Sgr A*. Los datos se redujeron usando rutinas apropiadas de propagación puntual instaladas en programas estándares de reducción de datos. Observaciones adicionales del cumulo estelar en el CG fueron llevadas a cabo con PUEO en el CFHT en 1998 (Paumard *et al.* 2001).

4.6.4 ADONIS

Por varios años el sistema de Óptica Adaptativa ADONIS (Bezuit *et al.* 1997; Bonaccini *et al.* 1997; Hubin 1997) ha estado disponible en el telescopio de 3.6 m del ESO en La Silla, Chile. En este sistema, las distorsiones atmosféricas del frente de onda son medidas con un sensor Shack-Hartmann en el visible y son corregidas por un espejo deformable con 52 piezo actuadores. Este espejo es manejado por un sistema cerrado

de control con correcciones en el ancho de banda por arriba de los 17 Hz. La estrella guía natural junto con el parche isoplanático en el infrarrojo mucho mas brillante que $m_v=1.3$. El sistema de OA también es usado en conjunción con un prototipo del sensor infrarrojo de frente de onda del VLT.

Para recientes medidas con OA con ADONIS Clénet *et al.* (2001) se usaron tanto el óptico y el prototipo de sensor infrarrojo de frente de onda RASOIR. Se usaron para la sensibilidad óptica la estrella R=13.8^m a 16'' norte y 15'' este y para la sensibilidad infrarroja la brillante súper gigante IRS7 localizada a 5.5'' al norte de Sgr A*. Para estas medidas en el rango de 3 a 5 micras Clénet *et al.* (2001) usaron la cámara COMIC (Bonaccini *et al.* 1996), a un foco Cassegrain de $f/45$, el cual proveyó una escala de imagen de 0.1''/pixel, resultando en un campo de visión de 12.8''x12.8''. El detector COMIC es un arreglo de plano focal fotovoltaico de HgCdTe de 128x128. A 77 K, en promedio la corriente oscura es de 2000 electrones por segundo y la capacidad total es de al menos 6×10^6 electrones. La lectura de salida del ruido es de al menos 1000 electrones rms permitiendo observar bajo condiciones de rendimiento limitado del Marco de referencia para exposiciones individuales de grandes tiempos como 500, 260 y 150 ms para las banda L, L' y M respectivamente (Lacombe *et al.* 1998). En las bandas L, L' y M, uno puede observar en modo saltado, alternando el objeto y las imágenes del cielo usando un espejo selector de campo. Para las observaciones del Centro galáctico hay una compensación de la posición de 20'' hacia el sur y de 10'' hacia el Este, a elegir.

4.6.5 HOKUPA'A

Hokupa'a es una estrella guía natural (NGS), un sistema de sensores de curvatura de óptica adaptativa (AOS) construido por la Universidad de Hawái (Graves *et al.* 1998,2000). Ha sido el más original telescopio de la clase de los de 4 m, pero es usado con éxito para mejorar la calidad de las imágenes del clase 8 m Telescopio Gemini del Norte. El rayo de salida corregido de Hokupa'a se alimenta a $f/26$ de la cámara de cercano infrarrojo (QUIRC). Con QUIRC operando en las bandas de 1-2.5 μm de longitud de onda. El sistema provee una escala de placa-fija de 20 mili segundos de arco por pixel. Estos resulta en imágenes limitadas por difracción en las bandas H y K. Hokupa'a está basado en 36 elementos de un sensor de curvatura de frente de onda (WFS) en combinación con un espejo dimorfo. El sistema de OA fue construido para entregar imágenes con resoluciones para limites de difracción cercanos a 2.2 micras con un

seeing de 1'' o mejor. Bajo condiciones favorables de seeing, a FWHM o al doble de difracción el límite puede ser obtenido en la banda J.

El observatorio Gemini Norte da el Conjunto de Datos de Ciencia Demostrativa del Centro Galáctico con observaciones de imágenes del año 2000 y del cual sus publicaciones están disponibles. Este conjunto de datos provee observaciones en el NIR del cumulo estelar del Centro Galáctico con el telescopio Gemini del Norte, mediante la cámara de cercano infrarrojo QUIRC y el sistema de OA Hokupa'a. Debido a que el sistema de OA Hokupa'a se diseño para los telescopios de clase de 4 m, este podría parcialmente proveer la corrección necesaria para el telescopio de la clase de 8 m Gemini. Lo que es más, la estrella guía usada para las observaciones está localizada a $\sim 30''$ de Sgr A*, además los cocientes de Strehl de las imágenes son bastantes bajos. Sin embargo, las fuentes centrales alrededor de Sgr A* están claramente resueltas con una resolución estimada de 100 mas.

4.6.6 FASTTRAC

FASTTRAC es una unidad rápida de guía la cual fue usada en varias ocasiones para observar el Centro Galáctico. Esta era operada por el Observatorio Steward con el telescopio Bok (2.3 m) en los inicios de los 90's. El instrumento FASTTRAC (Close & McCarthy 1994) incorpora un espejo secundario Cassegrain de extremo-inclinado de rápida estabilización (≤ 100 Hz) para el movimiento de imágenes durante largas exposiciones. Utiliza una cámara de alta velocidad de InSb sobre cualquier estrella guía – IRS7 en el caso del Centro Galáctico – es visto en imágenes vía un espejo sonda de pequeñas muestras. La cámara infrarroja de ciencia está basada en el arreglo NICMOS3 a 256x256 con una escala de pixelado de 0.21'' y un campo de visión total de 54''x54''. Dada esta rapidez y separación del circuito de control tenemos en este sentido un sistema de óptica adaptativa de bajo orden. El cual ha sido usado principalmente para investigar el homólogo infrarrojo de Sgr A* e investigar esta variabilidad (Close *et al.* 1995) y examinar la población de estrellas calientes en el cumulo central (Tamblyn *et al.* 1996).

4.7 Imágenes del Cúmulo Estelar Central en el Cercano-Infrarrojo

4.7.1 Breve Historia de imágenes en Cercano IR

La primera detección de una emisión estructurada fue obtenida por Becklin & Neugebauer (1968) a una longitud de $2.2 \mu\text{m}$ utilizando aperturas diametrales de 0.25 y 0.08 minutos de arco, correspondientes a resoluciones lineales de 0.62 y 0.2 pc (Fig. 4.23). Estos estudios revelaron por primera vez el cúmulo estelar nuclear.

Conforme la tecnología avanza los detectores de cercano infrarrojo permiten obtener una mayor resolución angular. Haciendo mapeos del Centro Galáctico con estas nuevos dispositivos Forrest *et al.* (1986) obtuvieron y pudieron resolver individualmente cada fuente del complejo IRS 16. Con mediciones de ocultación Lunar (Adams *et al.* 1988; Simon *et al.* 1990; Simons *et al.* 1990) demostraron que las fuentes brillosas de dicho complejo (IRS 16NE, 16C, 16SW y 16NW) son mucho más pequeñas que 100 UA, y se trata más bien de estrellas individuales o múltiples, pero no de grandes cúmulos¹.

Los primeros mapas del límite de difracción (resolución angular de $0.15''$, correspondiente a 0.006 pc a la distancia del CG) de los $20'' \times 20''$ centrales a $2.2 \mu\text{m}$ y $1.6 \mu\text{m}$ se obtuvieron con imágenes speckle (ver Eckart *et al.* 1992). En estos mapas del cúmulo central – incluyendo varios complejos estelares compactos como IRS 1, IRS 13 y IRS 16SW – pudieron resolverse alrededor de 600 estrellas individualmente (Eckart *et al.*). Revelándose así por primera ocasión la complejidad de las fuentes de cercano infrarrojo muy cercanas a la posición en Radio de Sgr A*.

Más recientemente, el pársec central y el cúmulo estelar compacto alrededor de esta posición de Radio de Sgr A* se ha observado repetidamente con imágenes de óptica speckle y óptica adaptativa con el telescopio Keck de 10m de diámetro, el VLT del ESO, el CFHT, El telescopio de 3.6 m del ESO en La Silla y el Telescopio del Norte Gemini. Dichas observaciones confirmaron la detección original del cúmulo Sgr A* y revelaron un gran número de detalles que van aumentando conforme van progresando las técnicas de reducción de datos. Las observaciones de óptica adaptativa han proveído la primer clara identificación de la radio fuente compacta Sgr A* con una fuente variable en cercano infrarrojo (Genzel *et al.* 2003a; Ghez *et al.* 2004).

¹ Los nombres y posiciones de las más prominentes estrellas brillosas en el cúmulo del CG se indican en la Fig. C.1 en el Apéndice C

4.7.2 Imágenes Limitadas por Difracción

Aunque con poca resolución angular y menor sensibilidad, el mosaico de imágenes speckle obtenidas por la cámara SHARP (Sistema de Alta Resolución Angular del Instituto Max Planck para Física Extraterrestre) del NTT del ESO (Eckart & Genzel) se pueden comparar con las más recientes imágenes obtenidas con óptica adaptativa de Cercano IR.

Desde 1991 las reconstrucciones de imágenes speckle de SHARP (Eckart *et al.* 1992) revelaron una fuente muy cercana a la posición de la radio fuente compacta Sgr A*, la cual se pudo resolver como un cúmulo de estrellas individuales (Eckart *et al.* 1995), en las siguientes observaciones. Con una distancia proyectada desde Sgr A* de menos de 2'' estas imágenes muestran alrededor de 20 estrellas en la banda-K con magnitudes entre 13^m y 16^m y una dispersión de magnitud de 3 estrellas con $m_k < 14$, 9 estrellas con $m_k < 15$ y 20 estrellas con $m_k < 16$.

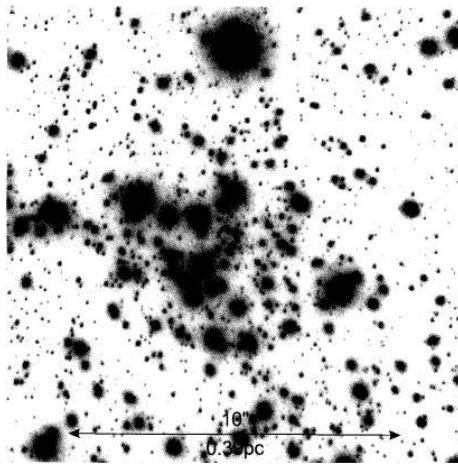


Fig. 4.14. Imagen obtenida con NAOS/CONICA en la banda-H del cúmulo estelar del CG, observada el 30 de Agosto de 2002, durante la verificación del instrumento en el ESO VLT. El tiempo total de integración es 1500 s. Se han combinado diferentes exposiciones para obtener el mosaico final. La escala gris es logarítmica. Sgr A está localizado cerca del centro de la imagen. El Norte esta arriba y el Este a la izquierda.*

En general, las observaciones Speckle en la banda del Cercano IR de $\lambda \leq 2.2\mu\text{m}$ resuelven la emisión totalmente llena del pársec central en estrellas individuales y grupos de estrellas. En particular las imágenes speckle de SHARP a través de los delgados filtros lineales (Eckart *et al.* 1995) muestran claramente que RS 16NE, IRS 16C, IRS 16SW y IRS 16NW son ciertamente estrellas con líneas de emisión de HeI y no son

parte de la extensa distribución. Krabbe *et al.* (1991, 1995) proponen que el complejo IRS 16 se puede identificar como una concentración central de un Cúmulo estelar caliente.

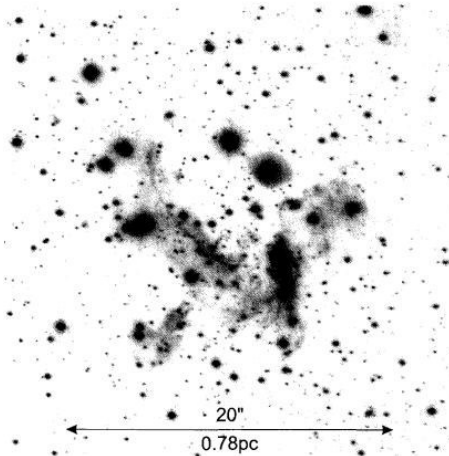


Fig. 4.15. Imagen obtenida con NAOS/CONICA en la banda-L del cúmulo estelar del CG, observada el 30 de Agosto de 2002, durante la verificación del instrumento en el ESO VLT. El tiempo total de integración es 1500 s. Se han combinado diferentes exposiciones para obtener el mosaico final. La escala gris es logarítmica. Sgr A* está localizado cerca del centro de la imagen. La OA está orientada en la estrella guía visual localizada a unos 30'' NE del centro. El Norte se encuentra arriba y el Este a la izquierda.

Debido a la localización en el hemisferio Sur, justo donde el CG atraviesa muy cerca del zenit y por sus capacidades únicas (i.e. el sensor de frente de onda, ver sección 1.4.3.1) el sistema NAOS/CONICA en el VLT del ESO es la mejor instrumentación para observaciones de alta resolución profunda del CG en longitudes de Cercano IR. Las Figs. 4.14 y 4.15 (Schödel *et al.* 2002; Genzel *et al.* 2003b; Eckart *et al.* 2004b) muestran mapas con límite de difracción de los 0.5-1.0 pc centrales de la Vía Láctea observados con NAOS/CONICA a longitudes de 1.6 μm (banda-H) y 3.8 μm (banda-L). Las fuentes débiles en las imágenes presentadas tienen magnitudes en la banda-H de 19-20^m y magnitudes en la banda-L de 15-16^m.

4.8 Marcos de Referencia posicionales en Radio e Infrarrojo

El sistema NACO en el VLT ofrece un campo de visión de 27'' cuando opera en el modo de límite de difracción a 2.2 μm . Regiones muy grandes

se pueden mapear componiendo un mosaico de diversas imágenes con diferentes puntos iniciales. Cuando Reid *et al.* (2003a) repitieron el experimento de alineación usaron imágenes semejantes e identificaron siete estrellas máser SiO (círculo en Fig. 4.16) las cuales son fáciles de encontrar, debido a que brillan como estrellas AGB. Por lo tanto las posiciones en Radio de estas estrellas, pueden ser medidas con el VLA con una precisión de ~ 1 mas con respecto a Sgr A*, y en Cercano IR con algunos mas de precisión, alineando los marcos de referencia posicionales de infrarrojo y radio uno sobre otro. Así podemos determinar la posición de Sgr A* en el marco del Cercano IR con una incertidumbre de menos de 10 mas.

La nueva alineación es consistente con la posición de la masa oscura inferida de las mediciones de las aceleraciones estelares de Ghez *et al.* (2000) y Eckart *et al.* (2002a) y también con la posición de uno de los focos de la órbita de la estrella S2 (Schödel *et al.* 2002; Ghez *et al.* 2003b; Schödel *et al.* 2003). Sin embargo, la falta de brillo de Sgr A*, la confusión en el cúmulo denso en el cual está embebido y la proximidad del brillo de la estrella S2 entre 1999 y 2002 imposibilitaron la detección en Cercano IR de Sgr A* hasta 2003, cuando Genzel *et al.* (2003a) reportaron destellos y emisión quiescent en longitudes de 1.6, 2.2 y 3.8 μm (bandas H, K y L) en la posición de Sgr A*. Independientemente, también en 2003, se encontró emisión variable procedente de Sgr A* con el telescopio Keck por Ghez *et al.* (2004).

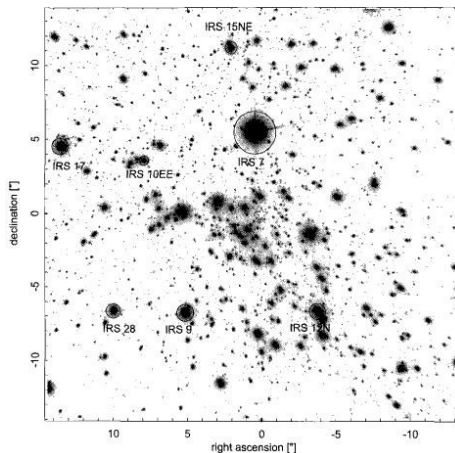


Fig. 4.16. Imagen de óptica adaptativa en la banda-K del NACO/VLT usada por Reid *et al.* 2003a para establecer las posiciones astrométricas de las estrellas relativas a Sgr A* en un marco infrarrojo. Las 7 fuentes máser en el campo de visión están marcadas con círculos.

La posición de Sgr A* está marcada por un asterisco. Las posiciones desde Sgr A* se marcan con los ejes x e y, siendo el Norte y el Este positivos.

4.9 Velocidades Estelares y Aceleraciones Orbitales.

Un objetivo importante en las imágenes de alta resolución angular en el Cercano IR es la investigación de la dinámica del cúmulo estelar central. Lo que permitirá determinar el perfil de masa en el Centro Galáctico. i.e. “el perfil de masa encerrado en las aperturas circulares centradas en la posición de Sgr A*. Las estrellas se pueden considerar como partículas de prueba ideales sin fricción del potencial gravitacional a las cuales se les puede medir las 3 componentes de sus velocidades, i.e. el movimiento a lo largo de la línea de visión en el plano celeste (movimiento propio).

Determinando las velocidades de las estrellas en el cúmulo central en combinación con su distribución de densidad se podrá constatar nuestro entendimiento teórico de la dinámica de los cúmulos densos alrededor de los hoyos negros súpermasivos, tales como la formación de picos, los efectos de segregación de masa o la isotropía de dichos sistemas. El conocimiento del campo de velocidades también permite la identificación de poblaciones individuales estelares con un potencial de origen común, lo cual es importante para el análisis de la evolución dinámica y la historia de la formación estelar del cúmulo central.

En la década de los 90's se llevaron a cabo los dos mayores programas para determinar el movimiento de las estrellas en el Centro Galáctico. Desde 1992 un equipo de astrofísicos del Instituto Max Planck de Física extraterrestre (MPE; A. Eckart, R. Genzel, T. Ott, R. Schödel *et al.* A. Eckart y R. Schödel ahora de la Universidad de Cologne) han llevado a cabo las observaciones de óptica Speckle y Adaptativa con los telescopios del ESO en La Silla y Paranal en Chile. Y desde 1995 un grupo de astrofísicos de la Universidad de California en Los Ángeles (UCLA; A. Ghez, M. Morris, E. Becklin *et al.*) han usado el telescopio Keck con el mismo propósito.

El análisis más reciente de la dinámica estelar del pársec central, hecho por el grupo del MPE (Ott 2004; Genzel *et al.* 2003b), lista unas 100 estrellas con información completa de sus 3 componentes de velocidad y las mediciones de velocidades de movimiento propio bidimensional de unas 1000 estrellas.

4.9.1 Mediciones de Movimientos Estelares Propios.

En esta sección se dará un breve repaso general de cómo los sistemas SHARP y NACO llevan a cabo algunos de los pasos fundamentales que se

ocupan en el análisis del conjunto de datos. Los cuales son similares a los que se ocupan en los datos del Keck.

La base de datos usada consiste en unos cientos de imágenes movidas y agregadas (SSA “shift-and-add”) de observaciones Speckle con la cámara SHARP/NTT, y desde inicios de 2002 se cuenta con datos de imágenes obtenidas de Óptica Adaptativa del sistema NAOS/CONICA en el ESO VLT UT4.

En un primer paso, uno debe medir las posiciones de las fuentes puntuales en las imágenes. Dependiendo de la calidad (speckle u OA, de buen o mal seeing, calidad de la corrección OA, escala en pixeles) y de si las estrellas son brillosas y/o están aisladas o si son muy débiles y/o están cerca de fuente múltiples.

Las posiciones en pixeles de las estrellas dependen primeramente del instrumento empleado, la escala en pixeles, la rotación de las imágenes, la puntualidad del telescopio para imágenes individuales y otros parámetros. Entonces, un segundo paso, después que se han medido las posiciones estelares en cientos de imágenes individuales estas se deben transformar a un sistema común de coordenadas. Para esto, los parámetros de imágenes para las coordenadas se deben determinar con respecto a los marcos de referencia de cada imagen. Una corrección de segundo orden puede llegar a ser suficiente. Aquí, uno asume que las coordenadas del pixel (x_i, y_i) de la i -ésima estrella se pueden escribir en términos de las coordenadas contrapuestas $(\Delta x_i, \Delta y_i)$ desde la posición base como:

$$x_i = a_0 + a_1\Delta x_i + a_2\Delta y_i + a_3\Delta x_i^2 + a_4\Delta x_i\Delta y_i + a_5\Delta y_i^2 \quad (4.7)$$

y

$$y_i = b_0 + b_1\Delta x_i + b_2\Delta y_i + b_3\Delta x_i^2 + b_4\Delta x_i\Delta y_i + b_5\Delta y_i^2 \quad (4.8)$$

El orden 0 es la posición base (a_0, b_0) , el primer. Orden (proporcional a Δx y Δy en cada coordenada) relaciona como la variación en la escala de pixeles es también una rotación de la cámara, y los parámetros de segundo orden dan las distorsiones de la imagen (proporcionales a Δx^2 , Δy^2 y $\Delta x\Delta y$ para cada coordenada). Los 2 x 6 parámetros instrumentales $(a_0, b_0, \dots, a_5, b_5)$ son determinados para cada conjunto de datos por comparación con su marco de referencia (una imagen de NACO con un campo de visión suficientemente grande), el cual es ligado al marco de referencia posicional en Radio como lo describe Eckart & Genzel (1997), Menten *et al.* (1997), Reid *et al.* (2003a) Ott (2004), Schödel (2004).

Los 2 x 6 parámetros de imaging se obtienen resolviendo y determinando la ecuación no lineal para N estrellas vía orto normalización

de la matriz de $12 \times N$, procedimiento que se vuelve muy estable en términos de la selección de las N estrellas, y tan largo como las estrellas usadas para la transformación si estas son lo suficientemente brillosas y aisladas y $N \geq 50$. La posición del centroide de las N estrellas y el ángulo de rotación de la cámara son los parámetros principales adecuados. Sin embargo, los parámetros de segundo orden no deben ser olvidados si uno intenta obtener precisiones del orden de mili segundos de arco para las posiciones estelares. Con datos de alta calidad (NAOS/CONICA y similarmente para datos del Keck) una base tan corta como 2 años es suficiente para detectar movimientos propios largos de hasta un ciento de kilómetros por segundo. Asumiendo una distancia de 8 kpc al Centro Galáctico un movimiento propio de 1 mas/año corresponde a una velocidad aproximada de 39 km/s.

4.9.2 Movimientos en el Cúmulo Exterior

Para estrellas con separaciones a la radio fuente compacta Sgr A* de entre 0.035 y 0.35 (i.e. entre 0.9 y 9.0 segundos de arco) la dispersión de velocidad de movimiento propio intrínseca por coordenada (R.A. o Dec) es aproximadamente de 160 ± 25 km/s lo que significa una distancia proyectada a Sgr A* de 0.12 pc (Genzel *et al.* 2000; Schödel *et al.* 2003). Este valor se adecua a los resultados de dispersión de velocidad radial. Esto indica que – en primer orden – el campo de velocidades estelares es indicador de *la cercanía a la isotropía* (ver discusión acerca de las pequeñas desviaciones de la isotropía en las secciones 3.1 y 3.6.2).

La dispersión de velocidad determinada del movimiento propio y las mediciones de la velocidad en la línea de visión de estrellas en el pársec central cercanas a Sgr A* son consistentes con una rotación Kepleriana alrededor de la masa puntual. Esto indica la presencia de una masa compacta de alrededor de $2 \sim 3 \times 10^6 M_{\odot}$ (e.g. Eckart & Genzel 1997; Ott 2004). Donde compacto significa: no resuelto por el movimiento de un ensamble de estrellas o incluso una órbita estelar sencilla.

4.9.3 Movimientos en el Cúmulo Interior

En el segundo de arco central del pequeño cúmulo Sgr A* los movimientos propios son mucho más grandes que en la escala grande, es un cúmulo estelar isotérmico en el centro de la Vía Láctea. La evidencia de estos movimientos puede ser observada cuando se comparan las imágenes sin tratar SSA o las obtenidas a través de óptica adaptativa de

diferentes épocas (Fig. 4.17). Cerca de Sgr A*, algunos movimientos propios exceden los 25 mas/año o aproximadamente 1000 km/s. Con datos de hace 10 años de alta resolución para la imagen del cúmulo estelar central Schödel *et al.* (2003) presentan movimientos propios para más de 40 estrellas a distancias proyectadas de $\leq 1.2''$ a Sgr A*. Estos datos, dan evidencia para la anisotropía radial del cúmulo de estrellas que rodean el segundo de arco de Sgr A*.

En la Fig. 4.18 los vectores velocidad de las estrellas dentro de algunos segundos de arco están dados y determinados de las imágenes tomadas por NAOS/CONICA en 2002 y 2003. Las dos más obvias, son las brillosas y veloces S1 y S2.

La velocidad de movimiento propio de la estrella S1 fue medida desde las primeras observaciones y se le calculo una impresionante rapidez de al menos 1400 km/s (e.g. Eckart & Genzel 1997; Ghez *et al.* 1998; Eckart *et al.* 2002a), pero la estrella S2 excedió por mucho este valor al pasar por el peri-centro de su órbita en Abril de 2002 a una distancia de solo 17 horas luz de Sgr A* con una velocidad de movimiento propio de al menos 6950 km/s (correspondiente a una velocidad espacial de casi 7300 km/s; Eisenhauer *et al.* 2003b). Tales velocidades tan altas ya se habían predicho en algunas publicaciones (Eckart *et al.* 2002a: ver Fig. 15).

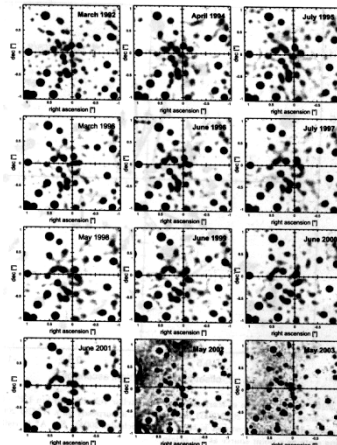


Fig. 4.17. Mapas de alta resolución de los $2'' \times 2''$ centrales alrededor de Sgr A*. De 1992 a 2001 se muestran mapas obtenidos de datos del HARP/NTT Imaging. Todos los mapas resultaron después de una deconvolución Lucy-Richardson de las imágenes SSA y después de de una subsecuente restauración con PSF Gaussiana. FWHM del PSF en los mas de SHARP es 100 mas. De 2002 a 2003 las imágenes donde NACO/VLT (FWHM de 60 mas). Las posiciones están dadas en segundos de arco. El Norte es arriba y el Este a la izquierda.

En la Tab. 4.2 se resume el movimiento propio de algunas estrellas centrales indicadas en la Fig. 4.18. De estas velocidades se puede obtener junto con el estimador de masa Leonard-Merritt la masa oscura encerrada de $4.0 \pm 0.8 \times 10^6 M_{\odot}$ a una distancia proyectada de alrededor de 0.025 pc ($0.6''$) a Sgr A* (Schödel 2004). Sorpresivamente, las velocidades estelares junto con el cúmulo central muestran signos de anisotropía radial (Genzel *et al.* 2000; Schödel 2004).

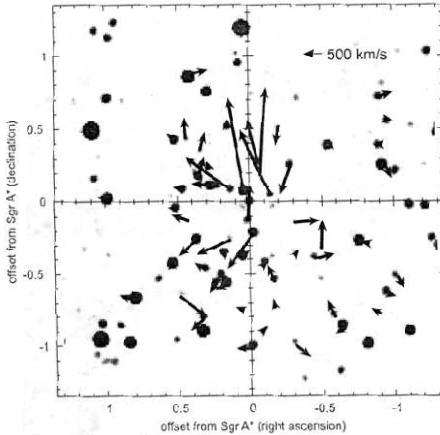


Fig. 4.18. Movimiento propio de las estrellas cerca de Sgr A* a $1.2''$ de distancia derivadas de datos de Imaging de NACO en 2002/2003, superpuestos a la imagen restaurada y deconvuelta de NACO 2003.35 LR en la banda-K (Schödel 2004). Sgr A* es visible en su estado fulgurante como una fuente puntual en el origen.

4.9.4 Aceleración de Estrellas cerca de Sgr A*

Las primeras mediciones de aceleraciones estelares orbitales cerca de Sgr A* fueron reportada por Ghez *et al.* (2000) y después confirmadas por Eckart *et al.* (2002a). Las observaciones proyectadas de las aceleraciones orbitales representan un cambio en las velocidades de movimiento propio, y en el caso del Centro Galáctico es más conveniente darlas en unidades de milisegundos de arco por año cuadrado ($1 \text{ mas yr}^{-2} = 1.2 \times 10^{-6} \text{ km s}^{-2}$). Las aceleraciones orbitales de las estrellas con separaciones de solo algunos milisegundos de arco de Sgr A* son del orden de unos mas yr^{-2} , y de hecho se pueden comparar con las experimentadas por la Tierra en su órbita alrededor del Sol. Puesto que los vectores de aceleración – incluso dentro del plano del cielo – marcan el centro gravitacional de masa, las mediciones de aceleraciones orbitales nos ayudan a localizar esta masa

oscura. Ghez *et al.* y Eckart (2002a) encontraron una discrepancia entre la ya conocida posición nominal en Radio de Sgr A* (Menten *et al.* 1997) y la posición del centro de gravedad. Esto motivó a Reid *et al.* (2003a) a repetir la alineación de los marcos en radio e infrarrojo con mejores datos, con lo cual se pudo resolver esta inconsistencia.

Además, las mediciones de aceleraciones orbitales permiten derivar un límite superior de la masa encerrada. Para una estrella con separación proyectada R del centro y una aceleración observable proyectada a_{obs} la masa total encerrada M se puede calcular usando la siguiente ecuación:

$$M = a_{obs}R^2G^{-1}\cos^{-3}\theta \quad (4.9)$$

con θ el ángulo entre el radio vector de la estrella y el plano del cielo que contiene la masa central. Trazando los límites inferiores $M \cos^3(\theta)$ de la masa encerrada como función del radio proyectado es equivalente a suponer que las estrellas se encuentran exactamente en el mismo plano que la masa oscura en la posición de Sgr A* (ver Eckart *et al.* 2002a, Fig. 5), como suposición esta correcto pero no se puede utilizar esto en general y para aproximaciones más reales se necesitan corregir los efectos para cada proyección geométrica. La cantidad $(\cos\theta)^{-1}$ se incrementa monótonamente con la distancia hacia el plano del cielo en el cual Sgr A* está localizado y su media se calcula para cada distribución de densidad estelar dada $n(r)$. Un estimado estadístico de M se puede sin embargo derivar usando valores de $(\cos\theta)^{-1}$ para cualquier distribución de densidad ocupada $n(r)$ (Eckart *et al.* 2002a).

4.9.5 Órbitas Estelares

Las primeras mediciones de las aceleraciones orbitales para las estrellas S1 y S2 son consistentes con las órbitas ligadas a un objeto central de alrededor de ~ 3 millones de masas solares e incrementa la densidad de masa mínima inferida en la región central de nuestra Galaxia por un orden de magnitud relativo a los resultados previos que se basaban en las velocidades de movimiento propio únicamente. Suponiendo que S1 y S2 están en órbitas ligadas, Ghez *et al.* (2000) derivaron periodos de 35-1200 años (S1) y de 15-500 años (S2) y excentricidades de 0 a 0.9 (S1) y 0.5 a 0.9 (S2) respectivamente. De los datos combinados de SHARP y del Keck Eckart *et al.* (2002a) mostraron que efectivamente S2 tiene una órbita ligada alrededor de Sgr A* y pudieron dar los primeros estimados de sus elementos orbitales. Esta investigaciones indicaron que las estrellas S1, S2 y S8 tienen orbitas inclinadas y excéntricas. Sin embargo, el

intervalo de posibles elementos orbitales encontrados con el trabajo de Ghez *et al.* (2000) y Eckart *et al.* (2002a) permitirán obtener un intervalo aún más amplio de soluciones orbitales.

Observaciones del paso por el peri-centro de la estrella S2 (Schödel *et al.* 2002 y Ghez *et al.* 2003b) permitieron calcular la única solución orbital para esta estrella. Schödel *et al.* (2002) encontraron que es una trayectoria en círculos alrededor de una masa oscura de $3.7 \pm 1.5 \times 10^6 M_{\odot}$ con un periodo de unos 15 años, excentricidad de 0.87 y una distancia al peri-centro de al menos 17 horas luz. Ghez *et al.* (2003b) encontraron valores similares y adicionalmente encontraron el foco de las órbitas con una precisión de ≤ 2 mas. Subsecuentemente, Eisenhauer *et al.* (2003b) combinaron las posiciones observadas dependientes del tiempo con mediciones de velocidades a lo largo de la línea de visión de S2 para poder determinar la distancia geométrica a S2, i.e. al Centro Galáctico obteniendo un valor de $R_0 = 7.9 \pm 0.4$ kpc, en adición a las tempranas mediciones indirectas de esta escala fundamental (Reid 1993), Ghez *et al.* (2003a) y Schödel *et al.* (2003) concluyeron que el centro de esta aceleración coincide con la Radio posición de Sgr A* con un error de unos 2 mas, correspondientes a 0.08 mpc o 2.2 horas luz a una distancia de 8 kpc.

La Fig. 4.19 muestra las posiciones medidas de 1992-2003 de S2 relativas a Sgr A* (e.g. Schödel *et al.* 2003, Eisenhauer *et al.* 2003b). La elipse negra es la órbita Kepleriana determinada por Eisenhauer *et al.* (2003b). Estos parámetros junto a sus incertidumbres 1σ se listan en la Tab. 4.3. La órbita de S2 prueba la concentración de una masa oscura central en una distancia de 114 UA o solo ~ 1600 veces el radio de Schwarzschild de un hoyo negro de ~ 3.6 millones de masa solares. La masa derivada coincide con el 15% de la masa previamente estimada con el modelo de masa de Jeans de un ensamble de estrellas con movimientos propios cerca de Sgr A* (Genzel *et al.* 2000) o con la estimación de masa de las aceleraciones de las estrellas más interiores con más altas velocidades.

Ghez *et al.* (2003a) encontraron movimientos acelerados de 6 estrellas, con 4 de ellas habiendo pasado el peri-centro de sus órbitas durante el tiempo que abarco su observacion. Las órbitas de estas estrellas se ilustran en la Fig. 4.22 con sus parámetros listados en la Tab. 4.3 (ver Schödel 2004). Particularmente es interesante el caso de la estrella S0-16 (Ghez *et al.* 2003a; Schödel 2004) que pasa justo a 60 UA de Sgr A*, i.e. esta muy cercana a S2 (alias S0-2). Sin embargo, su órbita no está todavía determinada como la de S2. Con observaciones y rutinas de análisis de datos mejoraran rápidamente, y es esperado que pronto sean detectados más movimientos de estrellas cerca de Sgr A*.

Name	R (arcsec)	M_K (mag)	$\Delta R.A$ (arcsec)	ΔDEC (arcsec)	$V_{R.A.}$ (km s ⁻¹)	$dV_{R.A.}$ (km s ⁻¹)	V_{DEC} (km s ⁻¹)	dV_{DEC} (km s ⁻¹)
S2	0.085	13.9	0.038	0.075	410	87	2501	118
	0.123	15.5	0.009	-0.122	-49	76	979	100
S13	0.153	15.6	-0.146	0.046	819	68	1751	64
S14	0.161	15.5	0.135	0.088	1210	73	881	79
	0.200	17.1	-0.075	0.186	-170	132	2330	112
S1	0.221	14.4	-0.024	-0.219	709	60	-966	62
S12	0.286	15.2	-0.060	0.280	267	55	1106	65
	0.299	16.3	0.141	-0.264	899	65	-396	87
S4	0.299	14.1	0.276	0.116	481	61	51	71
	0.344	16.6	-0.313	-0.143	-672	49	40	66
	0.371	16.1	0.280	0.242	64	65	177	96
S10	0.388	13.8	0.052	-0.384	-195	60	194	63
	0.390	15.3	-0.291	0.259	310	52	-815	59
S5	0.392	15.0	0.352	0.172	-161	67	565	115
S9	0.402	14.8	0.181	-0.358	-32	68	-192	67
	0.144	14.9	-0.103	-0.431	-81	57	85	58
	0.447	17.1	0.428	-0.130	451	161	158	93
S8	0.460	14.1	0.377	-0.264	454	64	-450	73
	0.481	16.2	-0.314	-0.364	-106	49	135	60
S6	0.481	15.1	0.173	0.089	218	68	52	77
	0.493	16.4	0.340	0.357	-150	67	467	79
S7	0.523	14.9	0.521	-0.048	-104	65	-122	76
	0.543	15.3	0.147	0.522	9	63	177	65
	0.552	16.5	-0.206	0.512	81	58	-499	60
	0.568	15.3	0.315	-0.472	297	74	206	73
	0.578	15.3	-0.168	-0.553	194	52	444	57
	0.588	17.1	-0.494	-0.320	-41	39	752	53
S11	0.598	14.0	0.165	-0.575	311	78	-153	69
	0.603	15.4	-0.454	-0.397	-521	40	127	50
	0.620	16.4	0.438	0.438	36	75	567	80
	0.620	15.3	0.241	-0.572	154	96	-242	73
W6	0.681	14.1	-0.560	0.387	9	47	160	41
	0.681	14.7	0.526	0.433	175	62	129	77
S0-13	0.698	13.1	0.544	-0.437	32	67	153	76
	0.750	16.8	-0.170	-0.731	61	67	224	74
	0.751	17.5	0.059	-0.748	182	110	80	93
	0.816	16.1	0.484	-0.658	-700	86	-566	81
W9	0.823	13.4	-0.774	-0.281	30	36	6	36
	0.886	16.8	-0.100	-0.880	-55	58	50	63
	0.891	15.4	0.339	-0.824	334	71	-280	84
	0.965	11.8	0.419	0.869	-559	68	138	69
W5	0.978	13.4	-0.945	0.252	-188	60	-345	32
S0-5	0.982	12.3	0.342	-0.921	-160	75	205	64
	0.990	15.7	-0.583	-0.800	203	46	451	43
	0.998	15.3	-0.919	0.388	207	65	0	41
	1.004	12.9	1.004	0.019	191	61	66	87
	1.019	14.5	-0.012	-1.018	465	62	8	54
	1.045	15.8	-0.309	-0.998	-400	52	-324	47
S0-4	1.060	12.2	0.812	-0.681	392	69	155	81
	1.095	13.8	-0.646	-0.884	261	36	-151	39
	1.130	15.3	-0.983	0.557	-95	74	-13	31
	1.157	15.0	-0.961	-0.644	-201	47	-65	35
	1.157	15.5	-1.028	-0.531	-147	51	-304	36
	1.175	15.2	-0.925	0.724	-304	74	98	37
	1.191	17.2	-0.900	-0.779	270	73	163	55

Tabla 4.2 NACO/VLT 2002-2003: lista de estrellas cerca de Sgr A. Listadas por (de izquierda a derecha) nombre, distancia a Sgr A*, brillo, compensación en A.R. y Dec., velocidad y correspondiente incertidumbre en A.R. y Dec. Las estrellas se han ordenado conforme se incrementa la distancia a Sgr A* (segunda columna). Las posiciones son de 2003.45. La precisión es de unos 1-2 mas.*

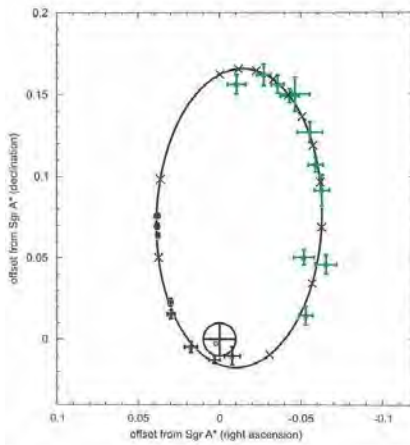


Fig. 4.19. Órbita de la estrella S2. En verde: posiciones medidas con SHARP/NTT entre 1992 y 2001. Azul: posiciones medidas con NACO/VLT entre 2002 y 2003. Las cruces negras dan la posición de S2 de enero 1 de 1992-2004. La cruz negra y el círculo de 10 mas de error en (0, 0) indican la posición nominal en Radio de Sgr A*. El pequeño círculo rojo dentro de la incertidumbre en Radio indica la incertidumbre de la posición del foco de la órbita.

4.10 La Órbita de la Estrella S2

Ghez *et al.* (2000) reportaron las primeras mediciones de aceleración de tres estrellas cerca de Sgr A*. Lo que permitió establecer la posición de la masa oscura y derivar el límite inferior de la densidad que es de $8 \times 10^{12} M_{\odot}$. Eckart *et al.* (2002a) refinaron el análisis de las aceleraciones estelares con combinación de datos de movimiento propio obtenidos con el Keck y el NTT y tomando en cuenta la influencia de los efectos de la proyección geométrica involucrados.

Esta estrella se encuentra orbitando el hoyo negro masivo y radio fuente Sgr A* que se encuentra localizado precisamente en el centro de la Vía Láctea. Salim & Gould (1999), utilizan la técnica clásica de “binarias orbitando” la cual se puede aplicar para obtener una determinación precisa de R_0 que esta esencialmente libre de incertidumbres sistemáticas en el modelado astrofísico. La esencia del método es que la línea-de-visión de la estrella es medida vía corrimiento Doppler de las formas espectrales en términos de velocidad absoluta, mientras el movimiento propio es medido en términos de la velocidad angular. La solución orbital empata la velocidad angular con la absoluta, de este modo se obtiene la distancia al sistema binario. Schödel *et al.* (2002) encontraron que S2 tiene una órbita

altamente Kepleriana alrededor de Sgr A* con un periodo orbital de aproximadamente 15 años. Ghez *et al.* (2003a) confirmaron y mejoraron los resultados de Schödel *et al.* (2002) y reportaron la primera identificación espectroscópica y medición de la velocidad a lo largo de la línea-de-visión de S2. S2 aparece como una estrella 08-B0 de la secuencia principal con una masa de 15–20 M_{\odot} (Ghez et al. 2003a), de la que su velocidad en la línea-de-visión puede ser inferida en forma simple de su absorción en la línea de HI Br γ . Con datos adicionales de la velocidad en la línea-de-visión y de movimiento propio y es posible hacer un estimado preciso de todos los parámetros orbitales, incluyendo la distancia a S2/Sgr A* (ver Tab. 4.3 y la Fig. 4.19).

	M_0 ($10^6 M_{\odot}$)	P (yr)	T_{peri} (yr)
S2	3.6 ± 0.3	15.56 ± 0.35	2002.331 ± 0.012
	4.0 ± 0.3	15.02 ± 0.72	2002.34 ± 0.01
	3.7 ± 1.5	15.2 ± 1.0	2002.30 ± 0.05
S14	4.4 ± 11.0	14.6 ± 14.1	2000.8 ± 0.6
	4.5 ± 0.2	16.0 ± 2.7	2000.9 ± 0.1
S12	3.2 ± 1.5	46.2 ± 5.7	1995.5 ± 0.06
	3.2 ± 0.05	45.7 ± 1.2	1995.4 ± 0.02
S1	3.6 ± 2.0	87.8 ± 18.8	1997.9 ± 2.6
	$3.6^{4.2}_{3.2}$	$87.8^{70.1}_{114.8}$	$1997.9^{1997.7}_{1998.0}$
S13	3.6 ± 1.3	44.3 ± 6.5	2005.8 ± 0.4
	$3.6^{3.9}_{3.4}$	$44.3^{39.7}_{38.8}$	$2005.8^{2006.3}_{2002.1}$
S8	$3.4 \pm \infty$	$90.5 \pm \infty$	$1987.6 \pm \infty$
	$3.4^{2.9}_{3.1}$	$90.5^{116.3}_{97.6}$	$1987.6^{1982.7}_{1987.8}$

	e	i (deg)	q (mpc)	r_{peri} (mpc)
S2	0.881 ± 0.007	-48.1 ± 1.3	4.63 ± 0.10	0.56 ± 0.03
	0.88 ± 0.01	-46.4 ± 1.7	4.68 ± 0.17	0.58 ± 0.04
	0.87 ± 0.03	$\pm 46.0 \pm 4.0$	4.62 ± 0.68	0.60 ± 0.17
S14	0.87 ± 0.23	$\pm 83.1 \pm 3.4$	4.8 ± 2.3	0.6 ± 1.1
	0.89 ± 0.04	$\pm 83.0 \pm 0.3$	5.0 ± 0.5	0.2 ± 0.4
S12	0.79 ± 0.03	$\pm 56.6 \pm 2.7$	9.2 ± 0.8	1.9 ± 0.3
	0.790 ± 0.005	$\pm 56.6 \pm 0.2$	9.1 ± 0.1	1.9 ± 0.05
S1	0.33 ± 0.08	$\pm 56.0 \pm 0.0$	14.7 ± 1.7	9.9 ± 1.7
	$0.33^{0.22}_{0.44}$	$56.0^{58.0}_{54.0}$	$14.7^{13.2}_{16.8}$	$9.9^{10.3}_{9.4}$
S13	0.41 ± 0.04	$\pm 20.0 \pm 0.0$	9.3 ± 0.6	5.5 ± 0.5
	$0.41^{0.39}_{0.90}$	$20.0^{7.0}_{42.0}$	$9.3^{8.5}_{70.6}$	$5.5^{5.2}_{7.1}$
S8	$0.96 \pm \infty$	$\pm 52.0 \pm 0.0$	$14.7 \pm \infty$	$0.6 \pm \infty$
	$0.96^{0.61}_{0.97}$	$52.0^{77.0}_{46.0}$	$14.7^{16.4}_{14.9}$	$0.6^{6.4}_{0.4}$

Tab. 4.3. Parámetros de órbitas individuales ceca de Sgr A*: Lista de parámetros orbitales e incertidumbres para 6 estrellas cerca de Sgr A*. Todos los valores están dados para una distancia al CG de 7.94 kpc. S2: La primer línea da los valores e incertidumbres de Schödel *et al.* (2002), la segunda línea de Eisenhauer *et al.* (2003b) y Schödel (2004) respectivamente. La tercer línea da los resultados de Ghez *et al.* (2003b). Otras estrellas: Las primeras líneas listan los resultados de los trazos Keplerianos con los errores formales y las segundas líneas listan los valores e errores derivados de las variaciones de la masa central (S1, S12, S13) o de las posiciones focales (S14, S12) que fueron fijados durante el proceso (ver Schödel 2004).

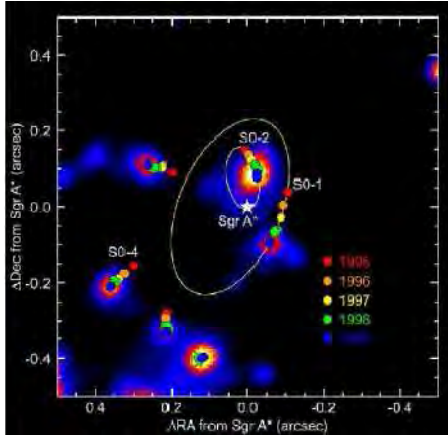


Fig. 4.20. Se muestran las órbitas de dos estrellas (etiquetadas SO-1 y SO-2) alrededor de Sgr A* inferidas de la detección de la aceleración en su movimiento propio. La imagen cubre un área de 0.1 por 0.1 años luz alrededor de Sgr A* y las posiciones individuales de las estrellas en diferentes años se muestran con puntos de colores. Fue producida con observaciones del centro galáctico a 0.00022 cm. usando el telescopio Keck en Hawái (Imagen de A. M. Ghez, M. Morris, E. E. Becklin, A. Tanner y T. Kremenek de UCLA).

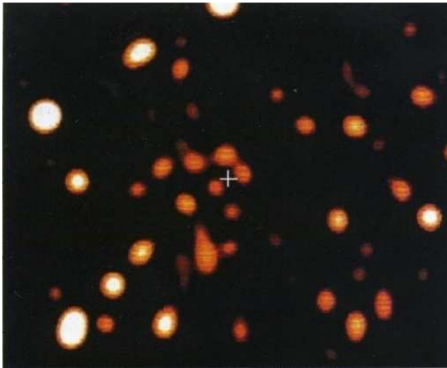


Fig. 4.21. Usando reconstrucción de imagen speckle con la técnica shift-and-add (mover y agregar), Menten y sus colaboradores produjeron esta imagen de 0.00022 centímetros abarcando 2 años luz por 2 años luz de la región interior alrededor de la ubicación (marcada con la cruz) de Sgr A*. El tamaño de la cruz refleja la incertidumbre en la posición en Radio respecto a la localización en infrarrojo. La radiación muestra a las gigantes rojas que emiten claramente en esta longitud. El hecho de que no se pueda observar Sgr A* implica que es una fuente predominantemente en Radio. Muchas de las estrellas cercanas a Sgr A* se han encontrado moviéndose a velocidades de algunos miles de kilómetros por segundo (ver Fig. 4.20), lo que confirma, según la Ley orbital de Kepler la masa medida debe de ser de al menos 3 millones de soles en el centro. (Imagen de K. M. Menten et al. del Max Planck Institut für Radioastronomie, Bonn, Germany).

4.11 Resultados

Los esfuerzos para seguir el movimiento de las 200 estrellas más brillantes en la Fig. 4.21 con el telescopio Keck en Hawái y el Telescopio de Nueva Tecnología en Chile han revelado que 20 de los vecinos de Sgr A* exhiben velocidades de una magnitud nunca antes vista, por ahora, en cualquier otro lugar de la galaxia. La asombrosa rapidez con que se producen cambios en este abarrotado campo puede medirse anecdóticamente por la estrella que estaba más cerca de Sgr A* en 1995 y posteriormente desapareció de la vista. Teorías se han propuesto para explicar este acto de fuga. Una posibilidad es que la imagen estelar observada en 1995 puede haber sido un fenómeno de lente gravitacional, que ocurre cuando la trayectoria de la luz de una estrella pasando por detrás del objeto masivo se dobla por su sensación de gravedad fuerte. Otra posibilidad es que la imagen estelar puede haber sido realmente un brote debido a una estrella cayendo en Sgr A*. Puede que nunca sepamos la verdad.

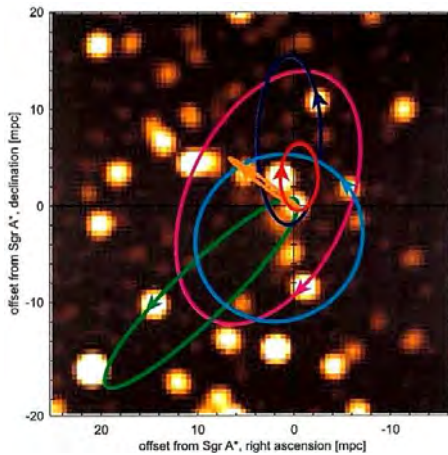


Fig. 4.22. Órbitas de estrellas alrededor de Sgr A- Deconvolución Lucy-Richardson y restauración de alta resolución (FWHM ~ 60 mili segundo de arco) imagen de cercano infrarrojo del cúmulo estelar nuclear en el ambiente inmediato a Sgr A*. Obtenida con CONICA/NAOS del ESO VLT en Junio de 2003. Sgr A* se encuentra en el centro de coordenadas. Las órbitas Keplerianas de 6 estrellas están trazadas y las flechas en ellas indican sus ubicaciones y direcciones de movimiento. El Norte está arriba y el Este a la izquierda.*

Otras tres estrellas, conocidas como SO-1, SO-2 y SO-4 (Fig. 4.20), orbitan a solo dos centésimas de año luz de Sgr A*, y son comprimidas a lo largo rápidamente, hasta alcanzar 5 millones de kilómetros por hora.

Avanzan tan rápidamente, de hecho, que ahora es posible de forma inequívoca trazar sus órbitas con una precisión sorprendente, revelando períodos tan cortos como 15 años. La masa necesaria para estos movimientos es de 2,6 millones de soles, compactada a una densidad insoportable en una región mucho más pequeña que nuestro sistema solar. Exprimir la materia oscura a la densidad tan alta, sin causar que se condense en un punto, se debe atribuir a un único objeto, que reconocemos como un súper "Agujero Negro Súpermasivo".

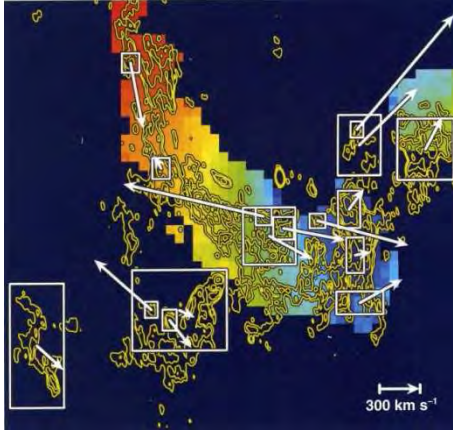


Fig. 4.23. Las altas velocidades alrededor de la fuente central no se limitan a las estrellas. El Gas también fluye con velocidades que no se han visto en ningún otro lado en la Galaxia. Esta imagen, basada en medidas de movimiento propio se llevo a cabo durante nueve años con radio telescopio del VLA, mostrando la dirección de flujo del gas ionizado superpuesta a la imagen de radio continuo a 2 cm. El tamaño de la región mostrada corresponde al de la Fig. 4.5, solo que en este caso el código de color representa la velocidad del gas: la escala va del rojo que es la velocidad cero hasta el azul que representa un valor de 400 km/s. Los cuadros son regiones donde se han promediado los valores de movimiento propio: las velocidades proyectadas en el plano celeste se representan con las flechas blancas.

Históricamente, fue el movimiento del gas en órbita alrededor de Sgr A* el que reveló su verdadera naturaleza, ya que el plasma caliente se puede identificar fácilmente utilizando radio telescopios grandes, cuya resolución espacial puede producir imágenes gloriosas vistas anteriormente. La detección de la emisión generada por las estrellas moviéndose rápidamente es mucho más reciente, este hecho fue posible sólo después de la evolución de la astronomía infrarroja la cual quitó el brillo estelar. El gas no es inmune a la fuerza aplastante de la gravedad cuando la materia es abundante y, en ausencia de cualquier otra influencia, debería mostrar una conducta concordante con la de las estrellas. Sin embargo, hay algunas diferencias notables, incluyendo el hecho de que

orbitan estrellas aleatoriamente en un frenesí alrededor del centro galáctico, mientras que el gas ionizado es parte del flujo coherente con un movimiento sistemático que se desvincula de las órbitas estelares.

Es curioso, sin embargo, que todo el gas está ahí. Cabría esperar que una vez que se desciende en el vientre de Sgr A*, que cualquier rastro debería desaparecer, dada la abrumadora tracción de 2,6 millones de soles. Por asociación, también cabe preguntarse por la "lluvia" que fomenta el nuevo crecimiento de estrellas. Una respuesta puede haber sido suministrada recientemente por el descubrimiento de amoníaco, en una mezcla con otros compuestos, en cascada de nubes gigantes que rodean el centro galáctico hacia el toro de material que rodea a la región nuclear (véase Fig. 4.6). Situado a unos 25 a 50 de luz años a partir de Sgr A*, estas nubes moleculares gigantes se despojan de sus capas exteriores, que finalmente se abren camino a lo largo de conos estrechos en el toro. El goteo aparentemente continúa cuando el gas y el polvo son arrancados de la pared interna de la rosquilla gigante por el fuerte tirón gravitatorio de la materia oscura condensada, y estos caen a continuación, en espiral hacia el interior del núcleo.

El Swoosh en serpentinas calientes y delgadas es todo lo que probablemente veamos, ya que estos hilos de filamentos del cúmulo estelar tienen velocidades de hasta 1.000 kilómetros por segundo (ver Fig. 4.23). A pesar de estas velocidades no son rival para las de las estrellas frenéticas, las vetas de gas están mucho más lejos. En realidad, la primera evaluación de los gases propuestas apuntaban a una masa un poco más grande (de unos 3 millones de soles), pero esta se ve atenuada en parte por la constatación de que a diferencia de las grandes estrellas, el plasma es delgado y ligero y fácilmente dejado de lado por otras influencias, como los fuertes vientos de las brillantes estrellas azules a la izquierda de Sgr A*.

5

RESULTADOS ASTROFÍSICOS

La aceleración gravitacional, actúa siempre en el mismo sentido para toda la materia, lo que significa que si el enjambre de estrellas que rodean a Sgr A* se hace más grueso, la fuerza resultante tirando de otros objetos hacia el interior aumentaría, así, la atracción gravitacional de un objeto no puede ser cancelada por la (inexistente) repulsión gravitacional de otro. En principio, por lo tanto, todos somos testigos de los efectos en el ámbito central que podrían ser inducidos por un agrupamiento apretado de estrellas inertes tirando hacia ellas en el centro.

Esta cuestión es de suma importancia para los astrónomos que se han fijado la tarea de catalogación de todas las estrellas que pululan el vecindario de Sgr A*. En las condiciones adecuadas, es incluso posible ver el arco iris de colores producidos cuando la luz de cada estrella pasa a través de un prisma adecuado o de rejilla, que es una técnica de gran alcance, dado que las variaciones de la masa estelar producen una variedad de colores diferentes. Cuando se combina con otras pistas, tales como el brillo individual, es muy sencillo deducir con exactitud su masa, y con ello la tabla de distribución de la materia estelar visible en el núcleo. La situación en la práctica es algo más complicada ya que la mayoría de las estrellas que en realidad no se destacan como puntos individuales de luz como los de la Fig. 4.21. La masa para ellos, en cambio, se deduce de su brillo total, que completa la evaluación total de la cantidad de materia que se asocia con la luz que vemos desde el centro galáctico.

El resultado final de este laborioso esfuerzo ha producido el aumento de la curva amarilla con la distancia de Sgr A* en la Fig. 5.1. La caída en picada de la materia luminosa conforme nos acercamos al centro de la galaxia (a la izquierda) muestra dramáticamente por la atracción gravitatoria potente de Sgr A* no puede ser debido a las estrellas que vemos. Sabemos esto porque el movimiento de SO-1 y SO-2 y sus compañeras, nos obliga a aceptar que la masa de los círculos cerrados blancos se nivela, acercándose a un valor constante hacia el origen. La divergencia entre la masa medida cerca de Sgr A* y la de las estrellas luminosas no es sutil. ¿Y dónde está la masa que falta?

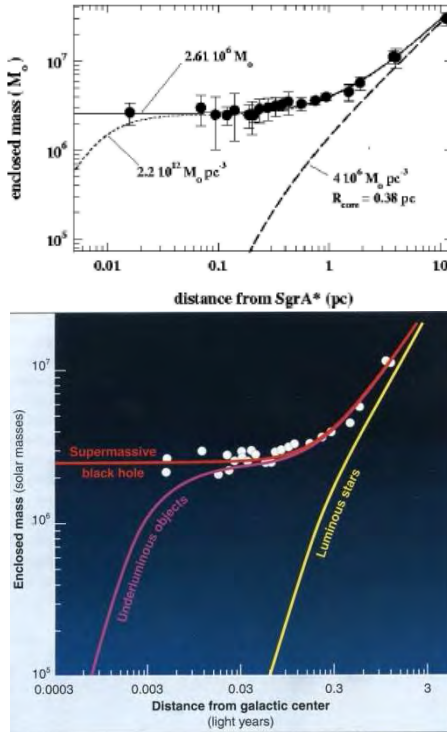


Fig. 5.1. Usando la información cinemática obtenida del movimiento de las estrellas y el gas en órbita alrededor del centro galáctico (ver Figs. 4.20 y 4.23) se puede graficar con precisión la masa encerrada dentro de un radio de 0.045 años luz. Los varios tipos de datos en esta gráfica representan diferentes clases de objetos. De 0.045 a 0.3 años luz la masa encerrada como una constante con un valor de 2.6 millones de soles. Por comparación, la masa encerrada con la que contribuyen las “estrellas visibles” (i.e. la materia luminosa observada en las Figs. 4.9 y 4.21) se muestra por la curva amarilla a la derecha.

Interpretaciones alternativas de la relación masa-radio, se basan en la idea de que la concentración central de materia esta en forma de estrellas muertas de baja luminosidad, mostradas aquí con la línea rosa. Esta línea esta optimizada para mostrar la mayor función de masa posible a pequeñas distancias. La alta densidad sin precedentes de materia oscura en la ubicación de Sgr A* la cual excede los 100 mil millones de Soles por año luz cubico, es indicativo objeto puntual sencillo – un hoyo negro súpermasivo (Gráfica producida usando datos aportados por A. Ghez, M. Morris, E. E. Becklin, A. Tanner y T. Kremenek de UCLA).

Otros atribuyen esto a un solo objeto en la locación de Sgr A*, otras dos posibilidades se han presentado, aunque ambas parecen estar descartadas por ahora debido a las medidas más recientes que se han descrito anteriormente en este capítulo. Una de ellas propone que la fuerza gravitacional se debe a un nuevo tipo de materia condensada, compuesta

exclusivamente de partículas conocidas como neutrinos fantasmas. Pero vamos a ver en la siguiente sección que estas partículas no pueden ser los agentes de la subyugación de la conmoción en el centro galáctico.

Casi con seguridad, parte de la masa sumergida debe residir en el cementerio estelar colapsado hacia el núcleo. Sabemos que están allí porque cuando nos acercamos al núcleo, el espacio se vuelve más pesado que la materia luminosa. La línea de color rosa en la Fig. 5.1, traza la distribución de la masa oscura, se desvía más y más conforme nos aventuramos hacia el interior y cruza 1 año-luz del centro. Pero así como se desvanece la materia luminosa no muy cerca de Sgr A*, también lo hace la masa baja en luminosidad trazada aquí en color rosa. Veremos que en la luz de la información disponible, en realidad hay dos razones fundamentales de porque la masa de Sgr A* no se debe a estas estrellas oscuras tampoco.

Estamos ahora en condiciones de examinar cuidadosamente lo que podría ser una opción plausible –que no sea un agujero negro súpermasivo – para explicar el valor central de 2,6 millones de Soles de materia oscura: la cual se debe a un grupo de objetos oscuros, pues las estrellas que son demasiado bajas en masa para encender reacciones nucleares y tan solo brillan como el sol, o mueren y son ahora solo cenizas desapareciendo de la vista. Las últimas mediciones nos han dado dos poderosas razones para argumentar que esta alternativa ya no es sostenible. La primera es muy evidente en la forma de la curva de color de rosa en la Fig. 5.1, que muestra cómo la materia oscura en forma de estrellas de baja luminosidad se distribuye en todo el centro. En la actualidad se desvía de la masa total medida (círculos blancos) en una cantidad que no puede atribuirse a un error o un descuido evidente, y esta diferencia se hace más grande cuanto más nos acercamos a Sgr A*. Estrellas oscuras están sujetas a las mismas leyes de la física como la luz, que las activa, y ellas también se deben sumergir en el pozo profundo. Así, si la naturaleza esta para simular un poderoso campo gravitatorio mediante la compresión de muchas estrellas oscuras en un pequeño volumen, el enjambre resultante estará, literalmente, rebosante de tantos objetos oscuros que se mueven rápidamente en la región, entonces esta tendrá un tamaño finito establecido por la gama de velocidades que poseen. Este tamaño, resulta que, está entre medio año-luz y 1 año-luz, 10 veces más grande que las órbitas de las estrellas, como SO-1 y SO-2 en la Fig. 4.20. La curva de color rosa en la Fig. 5.1 nos muestra mejor lo que la naturaleza puede hacer con la materia oscura distribuida de esta forma, optimizando la condensación central en la medida de lo posible a expensas de la difusión del resto de los objetos oscuros más lejanos.

El hecho de que la masa medida, indicado por la curva de color naranja en la figura (4.20), no cambie con la distancia dentro de las dos décimas interiores del año luz de Sgr A* es un claro indicativo de que nada de importancia puede estar pasando para aumentar la fuerza de gravedad dentro de esa región. La única explicación es que la mayoría de la materia oscura está contenida en un solo punto.

La segunda razón por la que un cementerio de estrellas muertas no puede presentar adecuadamente el fuerte tirón gravitatorio de Sgr A* es que para poder adaptarse a todos ellos dentro de las órbitas de SO-1 y SO-2, sería necesarias crear una gran inestabilidad, de corta duración, situación que no se adecua a la longevidad aparente del centro galáctico. Lo que queremos decir con esto es que si por alguna razón milagrosa todas las estrellas muertas fueran presionadas por una fuerza potente en un volumen tan pequeño, se necesitarían menos de 100 millones de años para obtener este conjunto totalmente perturbado. La concentración de un gran número de estrellas oscuras muy cerca del centro es una situación tan poco común, que no sólo es difícil de conseguir, sino difícil de conservar, y un período de 100 millones de años es mucho más corto que la edad de la galaxia, que se cree que se formó hace alrededor de 12 millones de años.

La otra posibilidad más exótica es que la enorme masa central se debe enteramente a una bola gigante hipotética de neutrinos, partículas que se congregan en conjunto por la gravedad, pero que son muy difíciles de detectar. Pero los neutrinos no se condensan mucho, y una bola de un valor de 2,6 millones de soles de estos espectros se esperaría que tuviera un radio no inferior a seis centésimas de un año luz. Dos de las estrellas con órbitas que se muestran en la Fig. 4.20 se encuentran dentro de este radio, sólo dos centésimas de un año luz de Sgr A*, por lo que la mayor parte de la concentración de la masa de neutrinos no se harían sentir en el interior de sus órbitas. Con una distribución muy artificial, aún sería casi imposible dar cuenta del movimiento estelar, aunque ahora parece haber cada vez más evidencia de la existencia de la especie de los neutrinos.

Mas lejos de lo que nuestros conocimientos actuales nos pueden guiar, no tenemos más remedio que aceptar el hecho de que la mayoría de la materia oscura en el centro galáctico está contenida en un único objeto, conocido como Sgr A*. Nos hemos enterado de la materia oscura, sabemos donde reside, y sabemos que tiene proporciones gigantescas. Sgr A* es un gigante, pesado y lento, y sin inmutarse por el bullicio que lo rodea. Pesando 2.6 millones de soles, sin embargo, tiene un perímetro de no más que la órbita de Marte.

5.1 El campo de Velocidades Estelares

Los mapas de límite de difracción en Cercano IR y espectro de la región del Centro Galáctico obtenidos durante la década pasada guían un detallado entendimiento de la dinámica estelar en ese sitio. Los datos resultantes de velocidades en el cielo y en la línea de visión para más de 100 estrellas dentro de algunos segundos de arco centrales de la posición del candidato a hoyo negro Sgr A* (Eckart & Genzel 1996, 1997; Ghez *et al.* 1998; Schödel *et al.* 2003).

El total de los movimientos estelares no se desvían fuertemente de la isotropía. En la mayoría no hay preferencia por movimientos circulares alrededor del centro o movimientos de radiales. Tal vez se encuentran una, o dos excepciones a esto último como lo son los discos estelares en rotación y los campos de velocidad en las regiones densamente pobladas alrededor de Sgr A*. Para más de 50 estrellas la determinación de sus tres componentes de velocidad ha sido posible y además derivar la línea de visión y las velocidades celestes lo cual se ha llevado a cabo consistentemente con el cúmulo estelar esférico. De la misma forma para más de 100 estrellas podemos conocer sus movimientos propios la proyección radial en el cielo y sus velocidades tangenciales que son consistentes con toda la isotropía (Fig. 5.2).

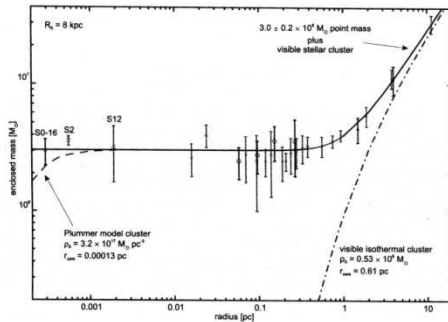


Fig. 5.2. Masa encerrada vs. distancia al CG. Los círculos llenos rojos son mediciones de la dinámica del gas (Gusten *et al.* 1987). Las cruces verdes son resultados del modelo de masa de Jeans de movimientos estelares propios y velocidades en la línea de visión por Genzel *et al.* (1997) y Genzel *et al.* (1996). Los círculos abiertos azules son los estimados de masa Leonard-Merrit (LM) de Genzel *et al.* (2000). Los triángulos violeta son estimados LM de Schödel (2004). Los recuadros abiertos azules son masas de las órbitas Keplerianas de Schödel y Eisenhauer. El diamante azul oscuro es la masa estimada por Ghez *et al.* (2003a).

Sin embargo, muchas de las brillosas estrellas con líneas de emisión HeI tienen una separación de 1 a 10 segundos de arco de Sgr A* además de orbitas tangenciales. Esta anisotropía de estrellas HeI y de la mayoría

de miembros brillosos del complejo IRS 16 se deben principalmente a su trayectoria en sentido horario proyectada en el cielo contra la rotación galáctica general. La rotación total de este joven cúmulo es tal vez el remanente de la distribución original de momento angular en la nube interestelar en donde se formaron estas estrellas.

En contraste al movimiento del resto de las estrellas en el cúmulo esférico de unos 0.6 pc de diámetro, las componentes proyectadas en el cielo de las estrellas con 1 segundo de arco (unos 39 mpc) de Sgr A* indican desviaciones de la isotropía (ver Fig. 5.3; Genzel *et al.* 2000; Schödel *et al.* 2003). Las orbitas de estas estrellas aparentemente muestran una preferencia mas por orbitas radiales que por elípticas. La espectroscopia indica que estas son estrellas de tipo temprano. Tal vez los miembros del cúmulo Sgr A* formaron un cúmulo de tipo temprano debido a su pequeño momento angular, y pudieron haberse conectado a la vecindad de Sgr A*. Recientemente se han propuesto modelos que sugieren que se pudo haber formado a una gran distancia y después fue capturado en la vecindad de Sgr A* por medio de procesos de intercambio de 3 cuerpos y la eyección de masa estelar de hoyos negros (Alexander & Livio 2004).

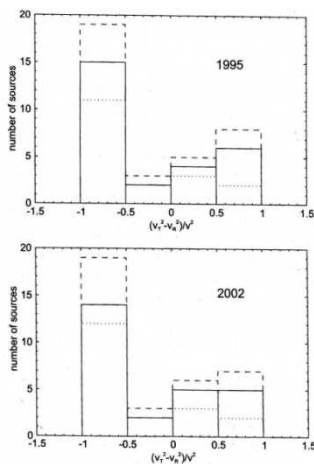


Fig. 5.3. Indicaciones para el movimiento orbital anisótropo de estrellas dentro del cúmulo alrededor de Sgr A* (Schödel *et al.* 2003, 2004). El parámetro de anisotropía $\gamma_{TR} = (v^2_T - v^2_R)/v^2$, está evaluado en dos épocas separadas por 7 años, indicando que las estrellas se mueven preferentemente a lo largo de órbitas radiales.

Las propiedades cinemáticas de las estrellas $K_s \leq 15$ se pueden analizar además calculando su momento angular $J(z)$ a lo largo de la línea de visión. Si el movimiento propio total v_p de una estrella fuera

perpendicular a su radio proyectado p el momento angular a lo largo de la línea de visión tomaría su valor máximo $J_z(\text{máx.})$. Una forma conveniente para buscar el momento angular correcto $J(z)$ es calcular y normalizar este valor máximo (Genzel *et al.* 2003b):

$$J_z/J_z(\text{máx.}) = (xv_y - yv_x)/pv_p. \quad (5.1)$$

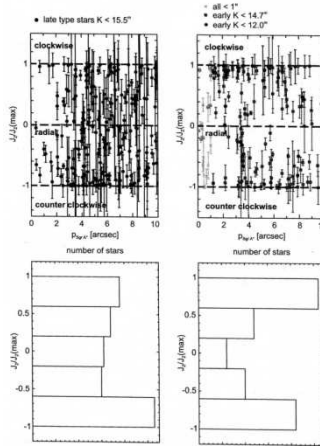


Fig. 5.4. Momentos angulares como los vemos proyectados en el plano del cielo para estrellas tipo tardías (panel izquierdo) y tipo tempranas (panel derecho) dentro de $10''$ de Sgr A* (Genzel *et al.* 2003b). Las estrellas tempranas se encuentran preferentemente con movimientos horarios ($J_z/J_z(\text{máx.}) < 1$) mientras que las orbitas antihorario ($J_z/J_z(\text{máx.}) > 1$) son encontradas en las tardías. Los dos histogramas inferiores están versiones integradas (a lo largo del radio) de los paneles superiores

Aquí v_x , v_y y v_p son la R.A., Dec.- y las velocidades de movimiento propio totales de una estrella en la posición proyectada (x , y) en el cielo a un radio proyectado p . Dependiendo de si la órbita estelar proyectada es principalmente de forma anti-horaria tangencial, radial u horaria tangencial con respecto al radio vector proyectado de Sgr A* encontraremos valores para $J_z/J_z(\text{máx.})$ de ~ -1 , ~ 0 y $+1$. El análisis de esta cantidad muestra una leve rotación general del cúmulo Sgr A* en el segundo de arco central (Schödel *et al.* 2003; Schödel 2004). Por lo que respecta a cúmulos a grandes distancias de Sgr A*, La Fig. 5.4 muestra la proyección de la distribución radial de $J_z/J_z(\text{máx.})$ para estrellas tempranas y tardías, las cuales se identifican de las bandas delgadas con el índice CO (Ott *et al.* 2003; Genzel *et al.* 2003b). En general encontramos que las estrellas tardías tienen una distribución aleatoria de momento angular z ,

mientras que las tempranas tienen una tendencia a órbitas de tipo tangenciales en sentido horario ($J_z/J_z(\text{máx.}) \geq 0.6$).

Tal movimiento coherente, es también indicado en los resultados espectroscópicos. Si bien las tardías muestran una distribución aleatoria (relajada) de las velocidades en la línea de visión (Sellgren *et al.* 1990; Haller *et al.* 1996; Genzel *et al.* 1996) las tempranas con velocidades medidas espectroscópicamente en la línea de visión de Sgr A* están casi corridas al azul, y corridas al rojo en el sur de Sgr A* (Genzel *et al.* 1996, 2000; Paumard *et al.* 2001; Genzel *et al.* 2003b). Esto es indicativo de una forma de rotación coherente, con un eje opuesto (contrario) al resto de la rotación galáctica.

5.2 Escenarios para Formación de Estrellas en el Centro Galáctico

La luminosidad del pársec central entero está dominada por un cúmulo de estrellas masivas (e.g. Najarro *et al.* 1997). Las 7 azules súper-gigantes más luminosas ($L > 10^{5.75} L_\odot$) y moderadamente calientes ($T < 10^{4.5}$ K) (más comúnmente llamadas estrellas-He) contribuyen con la mitad de luminosidad de ionización en esta región (Blum *et al.* 1995; Krabbe *et al.* 1995; Najarro *et al.* 1997). Una explicación para la presencia de estas estrellas-He es que se formaron en una nube masiva y después cayeron dentro del pársec central hace menos de 10^7 años (e.g. Gerhard 2001) y allí fueron altamente comprimidas. Debido a las altas densidades la nube se volvió gravitacionalmente inestable (e.g. Sanders 1992; Morris & Serabyn 1996). De la misma forma, Levin & Beloborodov (2003) sugirieron que las estrellas-He pudieron haberse formado afuera del denso disco de acreción que estuvo presente alrededor de Sgr A* en su formación. Sin embargo, el mecanismo exacto de la formación de estrellas en el CG aun es enigmático: los extremos campos de marea debidos a la presencia del hoyo negro súper-masivo y el cúmulo estelar extremadamente denso además de los fuertes campos magnéticos y los vientos estelares en esta región necesitan ser tomados en cuenta en una discusión general de la posibilidad de formación estelar en la vecindad inmediata del centro (e.g. Morris *et al.* 1993; ver también Figer *et al.* 2002 en la naturaleza de estrellas masivas en el cúmulo del Arquero). La identificación de objetos luminosos calientes en el Centro Galáctico con azules súper-gigantes es, sin embargo, indiscutible. Escenarios alternativos incluyen estrellas tardías rejuvenecidas por colisiones.

Morris (1993) sugiere que los aparentes objetos estelares calientes tal vez hoyos negros de $10 M_\odot$ pueden adquirir temporalmente atmósferas delgadas ópticas en colisiones con gigantes rojas y aparecer externamente

como estrellas azules con vientos análogos a las estrellas normales O ó WR. Además, el número de estrellas-He aparentemente jóvenes, masivas y calientes no se pueden explicar actualmente con la teoría para evolución estelar normal (e.g. Eckart *et al.* 1999b, ver también Thornley *et al.* 2000). Ahora se discutirán con más detalle algunos de los modelos sugeridos para la presencia de estrellas jóvenes cerca de Sgr A*.

5.2.1 Caída de Cúmulos Estelares

Debido a las grandes fuerzas de marea, la formación de estrellas in situ muy cerca del centro de la Galaxia es muy difícil de explicar. Se encuentran estrellas jóvenes y masivas en este lugar, lo que podría implicar que estas se formaron a una gran distancia y fueron arrastradas al centro después. Un mecanismo plausible para llevar estrellas masivas al centro de cúmulos estelar es la interacción con los miembros menos masivos. Por transferencia de energía cinética estas pueden absorber a las estrellas masivas hacia el centro. Sin embargo, las escalas de tiempo asociadas a tales relajaciones de dos cuerpos son muy largas comparadas al tiempo de vida de la estrellas-He encontradas el cúmulo central estelar.

Viendo venir este problema Gerhard (2001) propuso un sistema masivo de estrellas jóvenes, gravitacionalmente situado en la frontera en forma espiral hacia el centro perdiendo energía cinética debido a la fricción dinámica (Fig. 5.5) Tal cúmulo de estrellas jóvenes se adentra al centro ~ 0.5 pc antes de que las mareas irrumpian allí.. Gerhard (2001), y más recientemente Portegies Zwart *et al.* (2003) y Kim & Morris (2003), pudieron mostrar que este escenario es ciertamente posible. Lo que requeriría que el cúmulo fuera inicialmente muy masivo ($\gg 10^4 M_{\odot}$) y denso (o compacto) conforme la espiral está más cerca del centro y las estrellas-O contenidas tienen unos pocos millones de años de vida. Justo antes de que se aproximen demasiado al centro y se disuelvan completamente. La escala de tiempo de fricción dinámica va como el inverso de la masa del cúmulo. Con una masa inicial de $10^5 - 10^6 M_{\odot}$ el cúmulo puede ir hacia el centro desde una distancia de algunos parsecs en pocos Millones de años.

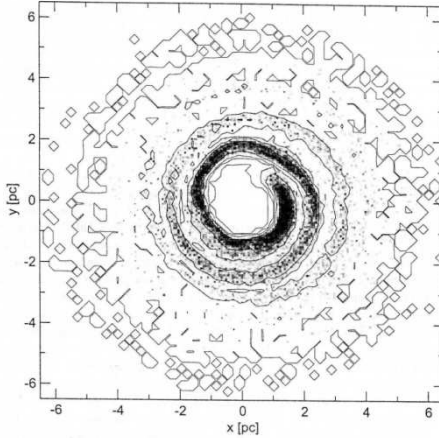


Fig. 5.5. Simulación del cúmulo estelar compacto en espiral girando en sentido antihorario dentro del pársec central y como se disuelve a lo largo del camino (Portegies Zwart et al. 2003). Arriba se ve dentro del plano de la órbita. Linealmente la escala de grises (negro: máximo, blanco: mínimo) indica la densidad estelar.

Existen dos prominentes agregados de luminosidad, con estrellas aparentemente jóvenes que se pueden interpretar como remanentes de cúmulos jóvenes: los complejos IRS16 e IRS13. La mayoría de estrellas de tipo temprano se encuentran en el complejo IRS16 y se encuentran distribuidas en los 0.5 parsecs centrales. Aparecen moviéndose coherentemente en sentido horario, con órbitas tangenciales. El compacto cúmulo de estrellas (diámetro <1.5 segundos de arco) IRS13 tiene movimiento en sentido anti-horario. Ambos son consistentes con un “escenario de un cúmulo cayendo” (Gerhard 2001; Kim & Morris 2003; Portegies Zwart *et al.* 2003). Una diferencia significativa, es la que encontramos entre los cálculos que predicen una gran dispersión acimutal de los cúmulos en caída y las órbitas en la región central. En contraste con esto, observaciones muestran una tasa de distribución centrada en estrellas jóvenes y masivas. Maillard *et al.* (2003) propusieron que el cúmulo IRS13 es el remanente del corazón de un joven cúmulo masivo. Este es mucho más compacto y se mueve junto con la mini-espiral. Es por lo tanto posible que IRS13 sea de hecho un agregado estelar compacto que este montado dentro de los chorros de gas. El total de la elongación norte-sur de los complejos IRS 13N / IRS 13 / IRS 2 los podemos interpretar como consecuencias del tirón debido a la marea que provoca el hoyo negro central.

5.2.2 Formación In Situ en el Gas Denso

Una segunda posibilidad es que las estrellas se hayan formado in situ de una nube colapsada, siguiendo la caída y choque de compresión de la densa nube de gas (Morris 1993). Numerosas nubes moleculares e ionizadas han sido detectadas en el pársec central, varias con grandes velocidades radiales y unas incluso con momentos angulares correctos (e.g. Lacy *et al.* 1991; Jackson *et al.* 1993). Para poder alcanzar la auto-gravitación en las nubes interestelares se tiene que superar el jalón de la marea y crear un gran número de estrellas masivas con edades de algunos millones de años, las densidades requeridas son del orden de 10^{10} átomos de hidrogeno por cm^3 . Esto es cientos de veces más grande que la densidad de $n(\text{H}, \text{H}_2) \leq 10^6 \text{ cm}^{-3}$ encontrada en las nubes atómicas y moleculares hoy día en los 1-2 pc centrales (e.g. Jackson *et al.* 1993; Genzel *et al.* 1994, 2003b).

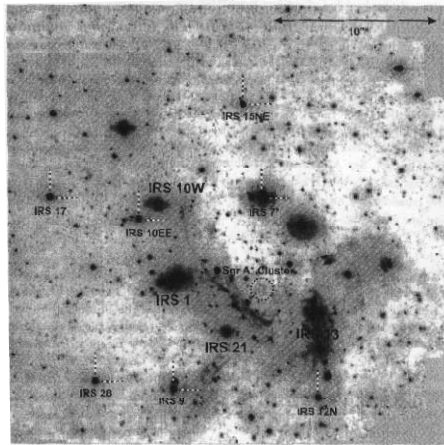


Fig. 5.6. Imagen obtenida en la banda-L ($3.8 \mu\text{m}$) el 10 de Mayo, 2003, con CONICA/NAOS en el VLT. La fuente brillante cerca de la mitad de la imagen es la estrella súper gigante tipo tardía IRS 7 ($K \sim 6.5$) la cual es usada para ajustar el sistema de OA de NAOS. El círculo en medio marca la localización del cúmulo Sgr A*. Las fuentes marcadas del lado superior derecho con negritas denotan a las fuentes frías, profundamente embebidas, fuentes envueltas en polvo, las cuales se ha encontrado que están asociadas con el gas y el polvo en la mini espiral. Las estrellas marcadas con círculos y etiquetadas con letras itálicas son estrellas SiO máser que fueron usadas para establecer la conexión entre la astrometría de cercano-IR y de Radio. La difusa emisión NE-SW cerca de la mitad de la imagen es parte del brazo norte de la mini espiral. La "barra" de la mini espiral también está indicada en la imagen: y es la ancha emisión difusa corriendo a través del complejo IRS 13 de NW-SE.

Para estrellas de alta velocidad a la orilla del hoyo negro dentro del segundo de arco central, las densidades requeridas para el gas son 10,000 veces más grandes. Los mapas de alta resolución en Radio (e.g. Yusef-Zadeh *et al.* 1998b; Zhao & Goss 1998) y las nuevas imágenes de óptica adaptativa del VLT a longitudes de onda de $3.8 \mu\text{m}$ nos proveen de posible evidencia de una gran compresión y de vientos activos. Dichos mapas e imágenes exhiben filamentos alargados (diámetros de $\leq 0.1''$), originados posiblemente por la interacción de los filamentos-gaseosos de la mini-espiral con los flujos externos y los vientos de algunos de los segundos de arco centrales (ver Fig. 5.6 y Clénet *et al.* 2001).

5.2.3 Formación de estrellas en la Mini-Espiral.

Si las estrellas-He se han tomado como objetos masivos formados hace $< 10^7$ años entonces tal vez podría encontrarse población joven presente en el cúmulo central – si es así – este podría estar envuelto en polvo.

Recientemente los primeros candidatos para jóvenes objetos estelares se encuentran muy enrojecidos, fuentes envueltas en polvo con espectros en la banda-K – e.g. IRS 21, IRS 1W, IRS 10W, IRS 5 – estos objetos son fuentes con gran emisión en $10 \mu\text{m}$ y están más asociados con los filamentos de la mini-espiral (Gezari *et al.* 1985; Genzel *et al.* 1996). El mejor caso de estudio es IRS 21 la cual está fuertemente polarizada (17% a $2 \mu\text{m}$; Eckart *et al.* 1995; Ott *et al.* 1999; Krabbe *et al.* 1995). Inicialmente, Gezari *et al.* (1985) sugirieron que IRS 21 era un agrupamiento de polvo a alta densidad, calentado externamente. Dado el exceso en el Mediano-IR y la forma del espectro en el Cercano-IR muchas otras clasificaciones fueron propuestas, incluyendo la de una estrella incrustada temprana y una protoestrella (Krabbe *et al.* 1995; Genzel *et al.* 2001). Tanner *et al.* (2002) sugirieron que IRS 21 es una delgada burbuja rodeando una fuente de masa perdida, como la estrella Wolf-Rayet WC9.

Esto es como las fuentes de polvo incrustadas que están asociadas con la luminosidad de las estrellas que chocan y calientan el gas y el polvo de la mini-espiral. Cotera *et al.* (1999a) encontraron que varias de estas fuentes se acomodan a la distribución de temperatura y emisión del polvo. Tanner *et al.* (2002) también indican que la emisión del polvo extendido de IRS 21 es consistente con la curva de choque creada por el movimiento de tales estrellas calientes a través del polvo y el gas de la mini espiral. Estos resultados sugieren que el escenario de la curva de choque es tal vez aplicable a la mayoría de las fuentes luminosas de polvo inmersas en el cúmulo estelar central. Esto también está apoyado por resultados recientes

de Tanner *et al.* (2003) en otras fuentes de polvo en la mini espiral y por el descubrimiento de IRS 8 como una fuente de curva de choque. (Rigaut *et al.* 2003). Sin embargo la identificación de estas fuentes con objetos estelares jóvenes es comúnmente errónea.

La formación de estrellas en los chorros de gas en la mini cavidad representa un problema en cuanto a las escalas de tiempo se refiere. La escala de tiempo dinámico para el movimiento de la mini espiral a través de los 0.5 pc centrales es $\sim 10^4$ años. Esto corresponde solo a una pequeña fracción de los posibles años de las estrellas masivas más jóvenes. En el caso de IRS 13 todavía no está claro como el gas y las estrellas jóvenes (Eckart *et al.* 2004b) pueden permanecer juntos en el mismo volumen mucho después de la escala de tiempo dinámico (Tanner *et al.* 2002). El pequeño cúmulo luminoso IRS 13 contiene las estrellas más brillosas y calientes del Centro Galáctico (Najarro *et al.* 1997). Usando óptica adaptativa se pudo resolver el complejo IRS 13 en objetos individuales (Paumard *et al.* 2001; Maillard *et al.* 2003; Eckart *et al.* 2004b). Dados las cortas escalas de tiempo para el movimiento entre la región central, las jóvenes estrellas se debieron haber formado fuera del pársec central. Sin embargo, con estudios iniciales superficiales o un poco más profundos (Figer *et al.* 1995; Cotera *et al.* 1999b) varias de estas estrellas se debieron haber formado en los 10 pc centrales.

En general uno puede decir que con la posible excepción de IRS 13, el escenario en el cual se formaron las estrellas masivas justo fuera de la densa región central y luego pasaron a formar parte del centro en órbitas altamente elípticas no es del todo posible. Pues muchas de las fuentes de polvo brillosas asociadas con la mini espiral probablemente no son tan jóvenes ni protoestrellas.

5.2.4 Captura de Estrellas por Eyección de Remanentes Estelares

Recientemente, Alexander & Livio (2004) sugirieron un mecanismo dinámico que explica la presencia de estrellas jóvenes y masivas como S2. El cual se logra mediante intercambio con los remanentes compactos en el cúmulo circundante a Sgr A*. En este modelo, las estrellas jóvenes se forman suficientemente lejos del hoyo negro masivo central y son esparcidas subsecuentemente dentro de órbitas elípticas cercanas a Sgr A*. Allí pueden interactuar con el cúmulo de remanentes estelares compactos, i.e. la masa estelar de hoyos negros de masa similar a la de las jóvenes estrellas. Tal interacción conduce la eyección del hoyo negro de masa estelar y la captura de la joven estrella en una órbita muy pegada alrededor de Sgr A*.

5.3 Análisis de Órbitas Estelares Cerca del Hoyo Negro Central

Estrellas individuales se pueden resolver debajo de distancias del orden de un día luz con observaciones de óptica adaptativa en el Cercano-IR y telescopios de 8-10 m. Lo cuales nos ofrecen la posibilidad de estudiar la distribución y dinámica de estrellas en este sistema ejemplar y probar predicciones teóricas como la formación de crestas, la relajación del cúmulo o el movimiento orbital relativista. Estos estudios se volverán más importantes en el futuro cercano cuando la resolución angular y la sensibilidad se puedan obtener con una gran apertura de gran interferometría.

5.3.1 Corrimiento Relativista del Perihelio

Con el incremento de la sensibilidad para resolver fuentes puntuales y la resolución que se puede obtener gracias a la combinación de la apertura de varios telescopios, la óptica adaptativa y la interferometría de Cercano-IR es como las estrellas con escalas de tiempo orbitales del orden de un año se podrán detectar en el cercano futuro. Estas fuentes, sin embargo, la mayoría de las veces no tienen simples órbitas Keplerianas. Los efectos medibles del *avance* relativista y del corrimiento *retrogrado* del perihelio Newtoniano fue investigado por Fragile & Mathews (2000), Rubilar & Eckart (2001) y recientemente por Mouawad *et al.* (2004). Ambos tipos de corrimientos del perihelio resultan en órbitas tipo roseta. Una sustancial rotación Newtoniana del perihelio es esperada si un porcentaje de la masa central está extendida. Mediciones para una sola estrella nos permitirá determinar la inclinación de las órbitas estelares y derivar la inclinación para los valores de corrimiento corregidos. Obteniendo el corrimiento del perihelio para tres estrellas en órbitas con diferentes energías o momento angular se podrá establecer una solución inequívoca para la compacidad, el alcance y forma de cualquier contribución de masa extendida. (Rubilar & Eckart 2001).

Un análisis de corrimientos esperados de perihelios fue dado por Fragile & Mathews (2000). En los casos en los que se consideraron un hoyo negro, se asumió que este no rotaba (aunque recientes observaciones indican que no es del todo cero el momento angular ver Sección 3.8.5) pero Jaroszynski (1998) y Fragile & Mathews (2000) pudieron mostrar que los efectos del momento angular del hoyo negro (al menos en las estrellas observadas) era insignificante en muchos órdenes de magnitud en

la escala de tiempo orbital. Con lo que se asumió que las estrellas dentro del segundo de arco central pertenecen a la secuencia principal y sus órbitas no están influenciadas significativamente por los efectos de marea en sus superficies.

Primero, se considero el caso que toda la masa en la región central está en la forma de un hoyo negro. En este caso el *avance* relativista del perihelio por revolución, esta dado por:

$$\Delta\varphi = \frac{6\pi G}{c^2} \frac{M}{a(1-e^2)} \quad (5.2)$$

con a siendo el semieje mayor y e la excentricidad de la órbita, respectivamente. El corrimiento posicional del afelio:

$$\Delta_S \approx a(1+e)\Delta\varphi = \frac{6\pi G}{c^2} \frac{M}{1-e} \quad (5.3)$$

es de primer orden, independientemente del semieje mayor a y solo depende en la excentricidad e de la órbita. Por lo tanto, la precisión con la cual las posiciones pueden ser medidas impone un límite inferior en la excentricidad de las órbitas para los corrimientos relativistas del perihelio que pueden ser observados. Para una precisión de 1 mas = 0.04 mpc corresponde a $e > 0.93$ y para una precisión de 0.1 mas = 0.004 mpc, $e > 0.35$. La Tab. 2.2 muestra que al menos tres de las estrellas con órbitas observadas tienen excentricidades ≥ 0.8 . Para estos objetos los corrimientos posicionales estarán más cerca del intervalo de 1 mas. Las actuales mediciones astrométricas de alta precisión con el Keck y los telescopios del VLT nos dan precisiones posicionales del orden de 2 mas. Lo que significa que la próxima generación de instrumentos como el LBT y el VLTI serán necesarios para poder medir corrimientos de estrellas conocidas cerca de Sgr A*. Sin embargo, con la resolución angular combinada y la sensibilidad de NACO en el VLT ya se pueden obtener los periodos orbitales alrededor de Sgr A*.

5.4 La Baja Luminosidad de Sgr A*

Aquí hay dos formas de estimar la tasa de acreción de masa en el hoyo negro Sgr A*: (a) del gas disponible cerca de la parte baja del pozo de potencial y (b) de la luminosidad medida de Sgr A* a través del espectro electromagnético. Esta comparación es preferible hacerla en unidades de Eddington.

Los vientos estelares de las calientes estrellas-He aparecen como fuente primaria de masa disponible para la acreción. La fuente Sgr A* está localizada dentro del cúmulo central de las estrellas-He calientes con vientos del orden de 1000 km/s y tasas de pérdida de masa de unos $10^{-5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Estos vientos proporcionan unas $10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ al pársec central del Centro Galáctico (e.g. Najarro *et al.* 1997; Melia & Coker 1999, Quataert 2004). La tasa máxima de acreción posible en Sgr A* debida a los vientos está estimada en $\dot{M} \sim 2 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$ Coker & Melia (ver e.g. 1997); Quataert (ver e.g. 2003). Con la Eq. (5.4) esto corresponde a una tasa de acreción en unidades de Eddington de $\dot{m} \approx 1 \times 10^{-3}$ para un hoyo negro de $3 - 4 \times 10^6 M_{\odot}$.

$$\dot{M}_{Edd} = 1.39 \times 10^{18} g s^{-1} = 2.21 \times 10^{-8} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \quad (5.4)$$

La tasa de acreción también puede ser estimada vía luminosidades predichas. La reciente identificación de resultados en el cercano infrarrojo para Sgr A* en una densidad de flujo re-enrojecida para un estado de quinta-esencia del orden de 2 mJy a una longitud de 2.2. μm . Esto da una longitud específica L_{\odot} de $1.5 \times 10^{20} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ y una luminosidad de $L = \nu L_{\odot} = 2.1 \times 10^{34} \text{ erg s}^{-1}$. Lo que corresponde a una eficiencia para conversión de masa en energía electromagnética $\eta \sim 10^{-8} - 10^{-9}$.

Puesto que la luminosidad de Sgr A* es dependiente de la longitud de onda este es un burdo estimado. Un análisis más refinado se obtiene con la ayuda del modelado por Narayan *et al.* (1998), obteniendo una luminosidad bolométrica L_{bol} integrada sobre todas las frecuencias de solo $\sim 2.1 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$. Lo que corresponde a una eficiencia de radiación de:

$$\eta = \frac{L_{bol}}{\dot{M}_{Edd} c^2} = 5 \times 10^{-6} \quad (5.5)$$

Esto se compara con la eficiencia de radiación del 10% que se asume nominalmente en el caso de alta densidad de acreción. Para el estimado de la tasa de acreción del Centro Galáctico esta eficiencia es mucho más grande, lo que implica luminosidades bolométricas de $L \sim 0.1 \times M^{\dot{M}_{Edd}} c^2 \approx 4 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$, lo que da un factor 10^7 veces más alto que el observado.

5.5 Comparación con Núcleos de Otras Galaxias.

Ahora podemos comparar los límites inferiores en la densidad de la masa oscura central obtenida por diferentes análisis. Observaciones de

estrellas de alta velocidad e individuales órbitas cerca de Sgr A* que constituyen la densidad de masa central con valores $> 10^{18} M_{\odot} \text{pc}^{-3}$. Existen pequeñas restricciones en la densidad de masa debido al movimiento propio de Sgr A* que se comparan con las velocidades en el cúmulo estelar circundante, si uno asume además que el tamaño de la masa oscura esta dado por las mediciones milimétricas en Radio de Sgr A*. Estas restricciones dan como resultado una densidad de masa de $10^{19-20} M_{\odot} \text{pc}^{-3}$. Esto limita el tiempo de vida de un cúmulo hipotético de remanentes estelares oscuros de menos de 10^5 años (ver Fig. 5.7). Las densidades de masa se pueden comparar con la densidad de Schwarzschild, la cual es la masa del hoyo negro dividida por el volumen de la esfera de Schwarzschild. Para un hoyo negro de $3 \times 10^6 M_{\odot}$ tenemos una densidad de $9 \times 10^{25} M_{\odot} \text{pc}^{-3}$. Los actuales modelos y mediciones sugeridas más convincentes para la concentración central de materia oscura en el centro de la Vía Láctea se presenta en forma de un hoyo negro súpermasivo solitario.

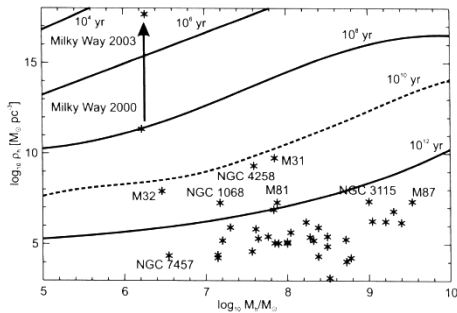


Fig. 5.7. Comparación de masas y densidades de objetos oscuros centrales observados en otras galaxias y nuestra Vía Láctea. El eje horizontal representa la masa media del cúmulo y el eje vertical la densidad media.

La Fig. 5.8 resume las densidades de masa mínimas inferidas de varios objetos y se muestran los tamaños restringidos en gran parte de la masa oscura observada en la posición de Sgr A*: la órbita de la estrella S2 requiere una masa de $3.6 \pm 0.3 \times 10^6 M_{\odot}$ que es presentada en un volumen de radio < 0.6 mpc (asumiendo una distancia de 8 kpc; Eisenhauer *et al.* 2003b) y excluyendo el cúmulo de objetos astrofísicos oscuros como una explicación para la masa oscura en el centro del CG. Cuando se considera solo el tamaño de Sgr A*, en interferometría de Radio y variabilidad en Cercano-IR y emisión en Rayos X de Sgr A* aparecen algunos pequeños límites, constituyendo un tamaño de algunas unidades astronómicas hasta algunas decenas de radios de Schwarzschild (para un HN de $3 - 4 \times 10^6 M_{\odot}$).

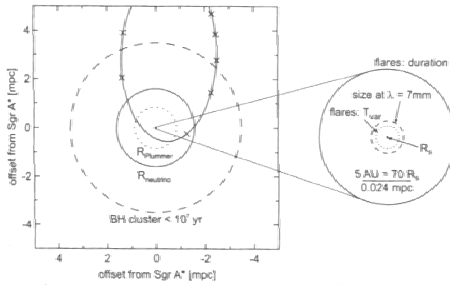


Fig. 5.8. Ilustración de las escalas de tamaño cerca de Sgr A* probadas para diferentes observaciones. Panel izquierdo: Dinámica Estelar, especialmente órbitas de estrellas individuales, prueba del potencial gravitacional en la escala de algunos días luz (≈ 1.2 días le corresponden a un mpc).

Existe mucha evidencia de grandes concentraciones centrales en núcleos de galaxias. Por ejemplo: la cinemática estelar en galaxias elípticas y bulbos centrales, La cinemática del máser de H_2O en la cercanía de la galaxia NGC 4258 y la cinemática en $H\alpha$ en M87 sugiriendo la presencia de masas oscuras centrales en el intervalo de unos $3 \times 10^6 M_{\odot}$ en M32 a $3 \times 10^6 M_{\odot}$ en M87.

De las densidades de masa inferidas y los cocientes M/L está claro que casi todos los casos requieren densidades inusuales, y probablemente concentraciones irreales de remanentes estelares o muchas estrellas de baja masa. M31 está por sobre los límites de los cúmulos de estrellas de neutrones estables. La dinámica estelar del disco de máser en NGC 4258 y el Centro Galáctico requieren concentraciones de masa oscura en exceso de $10^9 M_{\odot} pc^{-3}$ lo cual solo se puede explicar mediante un cúmulo compacto de hoyos negros estelares o un hoyo negro súpermasivo. El mejor caso *extragaláctico* para un hoyo negro masivo central es NGC 4258 (Fig. 5.7). Para esta fuente las velocidades del máser de H_2O medidas con interferometría de Radio podrían entrar en una curva de rotación Kepleriana quedando a una escala de $\sim 0.1 pc$. Las densidades de masa implicadas estarían entre 10^{11} y $10^{12} M_{\odot} pc^{-3}$, cerca del estimado para el Centro Galáctico. Para el Centro Galáctico se han desechado los cúmulos de masa oscura de estrellas de neutrones y los hoyos negros estelares. Lo que nos lleva a la conclusión que mucha de la masa oscura en al menos dos de estos objetos (i.e. Sgr A* y el núcleo de NGC 4258) se debe presentar en forma de un hoyo negro masivo solitario.

6

CONCLUSIONES

Durante las dos décadas pasadas se han realizado estudios de imágenes limitadas por difracción a 2.2 micras del interior de los 6''x6'' del cumulo estelar central de la Galaxia usando el telescopio W. M. Keck de 10 metros.

Siendo las imágenes obtenidas para la banda K de 1995 a 1997 las primeras de mayor resolución angular obtenidas para las longitudes de onda en el cercano infrarrojo desde tierra o el espacio ($\theta_{\text{res}} = 0.05'' = 0.002 \text{ pc}$) revelando una gran población de estrellas fantasma, de las cuales se seleccionaron e identificaron alrededor de 90 estrellas, a las que se les estudio el movimiento propio, obteniéndose brillos en la banda K de 9 a 17 magnitudes y velocidades en dos dimensiones de alrededor de los $1400 \pm 100 \text{ km s}^{-1}$.

Comparado con trabajos previos (Eckart et al. 1997; Genzel et al. 1997) la confusión en las fuentes fue reducido en un factor de 9, con lo que el numero de estrellas a las cuales se les pudo medir su movimiento propio dentro de los 25 segundos de arco centrales de nuestra Galaxia fue duplicado.

Además de que la precisión de las medidas de la velocidad en el segundo de arco central fueron mejoradas por un factor de 4.

Los picos tanto de la densidad estelar superficial y de la dispersión de velocidades son consistentes con la posición de la inusual radio fuente y candidato a hoyo negro Sgr A*, lo cual sugiere que Sgr A* coincide ($\pm 0.1''$) con el centro dinámico de la Galaxia.

Esta dispersión de velocidades como función de la distancia a Sgr A*, muestra un descenso bien definido por un movimiento de tipo Kepleriano ($\sigma_v \sim r^{-0.5 \pm 0.1}$) alrededor de una masa central oscura de $3.6 \pm 0.3 \times 10^6 M_{\odot}$ confinada en un volumen de a lo más $10^{12} M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$, el cual excede los volúmenes promedio para densidades de masa encontrados en cualquier otra galaxia, llevándonos a la conclusión y objetivo principal de este trabajo el cual es que nuestra Galaxia alberga un súpermasivo hoyo negro central.

Apéndice A

Cantidades Utilizadas

Cantidades Físicas importantes y Unidades

Velocidad de la luz	c	=	$2.998 \times 10^8 \text{ m s}^{-1}$
Constante de Planck	h	=	$6.626 \times 10^{-34} \text{ J s}$
Constante Gravitacional	G	=	$6.67 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ s}^{-2} \text{ kg}^{-1}$
Constante de Boltzmann	K	=	$1.38 \times 10^{-23} \text{ J K}^{-1}$
Masa del Electrón	m_e	=	$9.11 \times 10^{-31} \text{ kg}$
Masa del Protón	m_p	=	$1.67 \times 10^{-27} \text{ kg}$
Carga del Electrón	E	=	$1.69 \times 10^{-19} \text{ A s}$
Constante de Stefan-Boltzmann	σ	=	$5.67 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$
Densidad del flujo de Energía	1 Jy	=	$10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$
Unidad Astronómica	1 UA	=	$1.5 \times 10^{11} \text{ m}$
Año Luz	1 ly	=	$9.46 \times 10^{15} \text{ m}$
Pársec	1 pc	=	$3.09 \times 10^{16} \text{ m}$
Kilopársec	1 kpc	=	10^3 pc
Milipársec	1 mpc	=	10^{-3} pc
Milisegundo de arco	1 mas	=	$10^{-3} \text{ segundos de arco}$
Luminosidad Solar	L_{\odot}	=	$3.85 \cdot 10^{26} \text{ W} = 3.85 \cdot 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$
Masa Solar	M_{\odot}	=	$1.989 \cdot 10^{30} \text{ kg}$
Radio Solar	R_{\odot}	=	$6.9599 \cdot 10^8 \text{ m}$

Relaciones específicas para el Centro Galáctico. Están dadas para una distancia al Centro de 8 kpc. *) Para una definición de θ ver secc. 4.8.4.

****) La incertidumbre incluye la incertidumbre de R_0 .**

Distancia al Centro Galáctico	$R_0 = (8 \pm 0.5) \text{ kpc} = 26100 \text{ ly} = 2.5 \times 10^{17} \text{ km}$
Escala de imágenes	$1'' = 38.78 \text{ mpc} = 7980 \text{ UA}$ $1 \text{ mas} = 1'' \times 10^{-3}$
Velocidad	$1 \text{ km/s} = 0.0263 \text{ mas/yr}$ $1 \text{ mas/yr} = 37.92 \text{ km/s}$
Aceleración a	$1 \text{ mas/yr}^2 = 1.22 \times 1.22 \cdot 10^{-6} \text{ km/s}^2$
Masa de la Aceleración proyectada*	$M \cos^3 \theta [10^6 M_\odot] = 13a [\text{mas/yr}^2] r^2 [']$
Masa del Hoyo Negro de la Vía Láctea**	$M \cos^3 \theta [10^6 M_\odot] = a [\text{mas/yr}^2] r^2 [\text{mpc}] / 116$ $M = (3.6 \pm 0.6) \times 10^6 M_\odot$
Radio de Schwarzschild	$R_s = 2 G M c^{-2} = 2.95 \times (M/M_\odot) \text{ km}$

Apéndice B

Tabla de Abreviaciones

Banda-J	1.10 - 1.30 μm (Intervalo de longitud de onda)
Banda-H	1.45 - 1.85 μm
Banda-K	1.90 - 2.40 μm
Banda-L	3.20 - 3.80 μm
Banda-L'	3.48 - 4.08 μm
Banda-M	4.54 - 5.16 μm
Banda-N	7.90 - 13.1 μm
3D	Espectrómetro de imágenes del MPE
A_V	Extinción en el visible
A_K	Extinción en la Banda-K
A_λ	Extinción a una longitud de onda dada
ADC	Corrector Automático de Dispersión
ADIOS	Escenario de Flujo de Entrada y Salida de Advección dominante
ADONIS	Sistema de Óptica Adaptativa del ESO operado en el telescopio de 3.6 m en La Silla
AGB	Rama Asintótica Gigante
AGN	Núcleo Galáctico Activo
ALADDIN	Detector del Arreglo IR del Centro de Investigación de Santa Bárbara
ALMA	Gran Arreglo Milimétrico de Atacama
AMBER	Instrumento focal de NIR del ESO VLTI
AOS	Sensores de Óptica Adaptativa
AT	Telescopios Auxiliares (e.g. para ESO VLTI)

BH	Hoyo Negro
CCD	Dispositivo de Carga Acoplado
CFHT	Telescopio Canadá-Francia-Hawái
Chandra	Satélite de Rayos-X de Estados Unidos
CONICA	Cámara de Cercano-IR Coudé
CND	Disco Circumnuclear (Anillo)
Dec	Declinación
DLR	Deutsche Luft und Raumfahrt Gesellschaft
ELT	Telescopio Extremadamente Grande
ESA	Agencia Europea Espacial
ESO	Observatorio Europeo Austral
Euro50	Telescopio Europeo de 50m de diámetro
FASTTRAC	Unidad guía rápida del Observatorio Steward
FET	Transistor de Efecto de Campo
FIR	Lejano Infrarrojo
FOV	Campo de Visión
FWHM	Ancho Lleno a Medio Máximo
GC	Centro Galáctico (CG)
HII	Región de Hidrogeno Ionizado
Hawaii 2	Detector de Infrarrojo de Rockwell
HB	Región de la Rama Horizontal, diagrama HR
HCN	Ácido cianhídrico
HKL	Bandas H, K y L del NIR
HOKUPA'A	Instrumento de óptica adaptativa del CFHT
HST	Telescopio Espacial Hubble
IMBH	Hoyo Negro de Masa Intermedia
IMF	Función Inicial de Masa
ISAAC	Arreglo de Cámara y Espectrómetro Infrarrojo VLT
ISO	Observatorio Espacial Infrarrojo
IR	Infrarrojo
IRS	Fuente Infrarroja (Infra-Red Source)
IRTF	Instalaciones del Telescopio IR, Univ. de Hawái

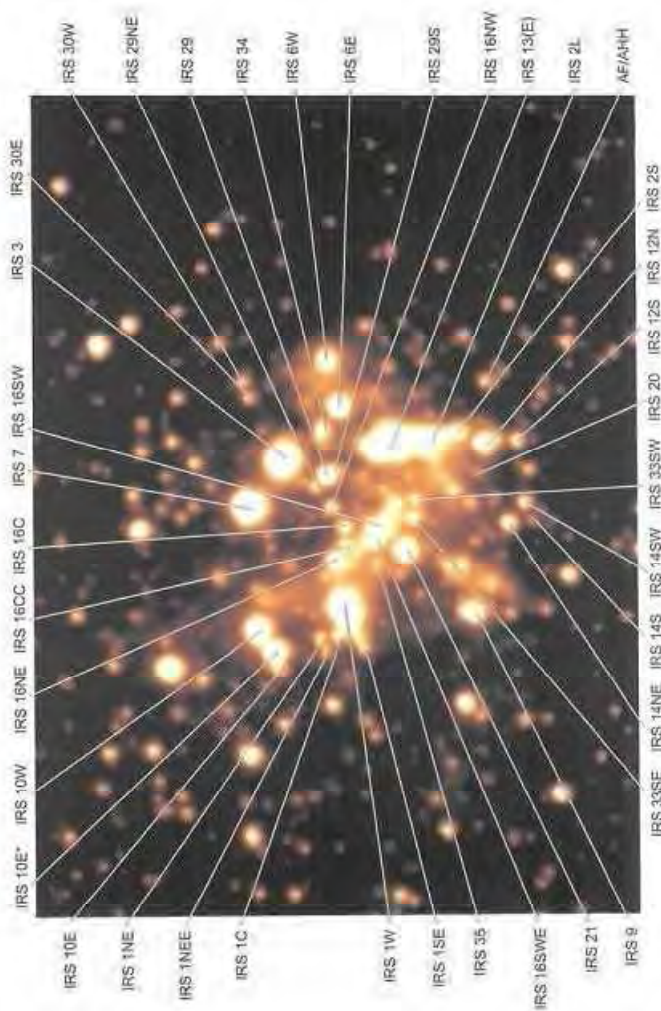
JCMT	Telescopio James Clark Maxwell
JHK	Bandas J, H, K de NIR
Keck	Observatorio Keck W.M. – 2 telescopios de 10m
KLF	Función de Luminosidad en la banda-K
LBT	Gran Telescopio Binocular
LGS	Estrella Guía Láser
LIGO	Detector de ondas gravitacionales
LISA	Detector de ondas gravitacionales
LLANG	Núcleo Activo Galáctico de Baja Luminosidad
LR	Deconvolución Lucy-Richardson
magnitud	Brillo aparente proporcional al logaritmo Negativo de la densidad de flujo S.
	$m_1 - m_2 = -2.5 \log(S_1/S_2)$
m_K	Magnitud en la banda-K
MBH	Hoyo Negro Masivo
MCAO	Óptica Adaptativa Multi-Conjugada
MIDI	Instrumentación de IR-intermedio en VLTI
M/L	Cociente Masa-Luz
MPE	Instituto Max Planck para Física extraterrestre (Garching)
MPIA	Instituto Max Planck para Astronomía (Heidelberg)
MPIfR	Instituto Max Planck para Radioastronomía (Bonn)
NACO	Sistema NAOS/CONICA
NGC	New General Catalog
NIRVANA	Cámara Interferométrica LBT mas unidad MCAO
NAOS	Sistema de Óptica adaptativa Nasmyth VLT
NASA	Aeronáutica Nacional y Administración Espacial
NGS	Estrella Guía Natural
NICMOS	Cámara NIR y Espectrómetro Multi-Objeto
NICMOS 3	Arreglo de HgCdTe de 256^2 pixeles de Rockwell
NIR	Cercano Infrarrojo (longitudes de $1 \mu\text{m} - 4 \mu\text{m}$)
NIRC	Cámara NIR del Keck
NIRC-2	Cámara NIR para el segundo telescopio Keck
NIRSPEC	Espectrómetro NIR del Keck
NRAO	Observatorio Nacional de Radio Astronomía
NTF	Filamentos No Térmicos
NTT	Telescopio de Nueva Tecnología; Telescopio de 3.6 m en La Silla, Chile. ESO

OA (AO)	Óptica Adaptativa (Adaptive Optics)
OVRO	Radio Observatorio de Owens Valley
OWL	Telescopio Extremadamente Grande
PSF	Función Puntual de dispersión
PUEO	Instrumento de Óptica Adaptativa CFHT
QUIRC	Cámara NIR
RA	Ascensión Recta
RASOIR	Sensor Infrarrojo de frente de onda ESO
seeing	Imagen de calidad a través de la turbulencia atmosférica
SKA	Arreglo de un kilómetro cuadrado
SED	Distribución Espectral de Energía
Sgr A	Sagitario A
Sgr A*	(Sagitario A estrella) radio fuente compacta que emite solamente en el NIR y en Rayos-X – localización del Hoyo negro de $3.6 \times 10^6 M_{\odot}$ en el centro de la Vía Láctea
SHARP	Sistema para Alta Resolución Angular MPE lo construyo con una cámara NIR para interferometría Speckle.
SINFONI	Proyecto MPE/ESO: Espectrógrafo de imaging SPIFFI más sistema de AO ESO operado en VLT Observatorio Estratosférico para Astronomía IR
SPIFFI	Espectrógrafo para imaging del MPE
SPIFI	Interferómetro Fabry-Perot Submm. Univ. Cornell
SSA	Algoritmo simple de Shift-and-Add
SWS	Espectrómetro de Longitud de Onda Corta (ISO)
UCB	Universidad de Berkeley, California
UCLA	Universidad de Los Ángeles, California
UT	Unidad de Telescopio en el VLT

VLA	Arreglo muy Grande (Telescopios)
VLBA	Arreglo de Base muy Grande (Telescopios)
VLBI	Interferómetro de Base muy Grande
VLT	Telescopio muy Grande – 4 telescopios de 8.4m de diámetro del ESO en Paranal, Chile
WSF	Sensor de Frente de Onda usado en instrumentación de OA
WSA	Algoritmo Compuesto de Shift-and-Add
XMM	
-Newton	Satélite Europeo de Rayos-X
YSO	Objeto estelar Joven.

Apéndice C

Fig. C1. Componentes Infrarrojos en el CG.



Bibliografía y Referencias

- [1] CUASARES, EN LOS CONFINES DEL UNIVERSO. Dultzin, Deborah. Fondo de Cultura Económica "La ciencia para todos" México, 1997
- [2] Temas selectos de astrofísica. Manuel Peimbert, comp Mex 1984
- [3] LOS HOYOS NEGROS Y LA CURVATURA DEL ESPACIO-TIEMPO Hacyan, Shahen. Fondo de Cultura Económica "La Ciencia para todos" México, 1998
- [4] BLACK HOLES Jean Pierre Luminet
- [5] BLACK HOLES AND THE UNIVERSE Novikov, Igor. Cambridge University Press.
- [6] BLACK HOLE PHYSICS Basic Concepts and New Developments. Valeri P. Frolov, Igor D. Novikov.
- [7] THE BLACK HOLE at the Center of Our Galaxy Fulvio Melia Princeton University Press. Princeton and Oxford
- [8] THE BLACK HOLE AT THE CENTER OF THE MILKY WAY Andreas Eckart, Rainer Schödel, Christian Straubmeier. Imperial College Press
- [9] THE GALACTIC SUPERMASSIVE BLACK HOLE Melia, Fulvio. Princeton University Press. 2007.
- [10] Ya. B. Zel'dovich, O. H. Guseynov. *Collapsed Stars in Binaries* AAS Vol. 144 No. 2 pp. 840,841. 1966
- [11] O. Kh. Guseynov and Ya. B. Zel'dovich *Collapsed Stars in Binary Systems* Soviet Astronomy-AJ. Vol. 10, No. 2 pp. 251-252. Sept-Oct, 1966
- [12] Ferrarese, L.; Ford, H. *Supermassive Black Holes in Galactic Nuclei Past, Present and Future Research*, SSRv Vol. 116..523F, 2008
- [13] Fulvio Melia. Henio Falcke *The Supermassive Black Hole at the Galactic Center*. Annual Review of Astronomy & Astrophysics, Vol. 39 (2001)
- [14] Fried, David (1966). "Optical Resolution Through a Randomly Inhomogeneous Medium for Very Long and Very Short Exposures". Optical Society of America Journal 56: 1372.
- [15] Baba, N (May 1985). "Stellar speckle image reconstruction by the shift-and-add method". Applied Optics 24: 1403.
- [16] Labeyrie, Antoine (May 1970). "Attainment of Diffraction Limited Resolution in Large Telescopes by Fourier Analyzing

- Speckle Patterns in Star Image*". *Astronomy and Astrophysics* 6: 85L.
- [17] Weigelt, Gerd (April 1977). "*Modified astronomical speckle interferometry speckle masking*". *Optics Communications* 21: 55.
- [18] Baldwin, John (April 1986). "*Closure phase in high-resolution optical imaging*" *Nature* 320: 595.
- [19] Baldwin, John (August 1987). "*The First Images from Optical Aperture Synthesis*" *Nature* 328: 694.
- [20] F. Eisenhauer, R. Schödel, R. Genzel, T. Ott, M. Tecza, R. Abuter, A. Eckart, and T. Alexander. *A Geometric Determination of the Distance to the Galactic Center*. *The Astrophysical Journal*, 597:L121–L124, 2003 November 10
- [21] Adams, D. J., Becklin, E. E., Jameson, R. F., et al. 1988. *Astrophys. J., Lett.*, 327, L65
- [22] Alexander, T. & Livio, M. 2004, *astrophys. J., Lett.*, 606, L21
- [23] Baade, W. and F. Zwicky: 1934, *Proc. Nat. Acad. Set.* 20, 254.
- [24] Balick, B. & Brown, R. L. 1974, *Astrophys. J.*, 194, 265
- [25] Becklin, E. E. & Neugebauer, G. 1968, *Astrophys. J.*, 151, 145
- [26] Begelman, M. and M. Rees: 1996, *Gravity's Fatal Attraction: Black Holes in the Universe*. (Scientific American Library) W. H. Freeman.
- [27] Blandford, R. D. and K. S. Thorne: 1979, in S. W. Hawking and W. Israel (eds.), *General Relativity, An Einstein Centenary Survey*, Cambridge Univ. Press, p. 454.
- [28] Blum, R. D., Depoy, D. L., & Sellgren, K. 1995, *Astrophys. J.*, 441, 603
- [29] Burbidge, G. R.: 1972. *Comm. Astrophys. Space. Sci.* 4, 105.
- [30] Chandrasekhar, S. 1931, *Astrophys. J.* 74, 81.
- [31] Chandrasekhar, S.: 1983, *The Mathematical Theory of Black Holes*, Clarendon Press, Oxford
- [32] Clénet, Y., Rouan, D., Gendron, E., *et al.* 2001, *Astron. & Astroph.*, 376, 124
- [33] Close, L. M. & McCarthy, D. W. 1994, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 106, 77
- [34] Close, L. M., McCarthy, D. W., & Melia, F. 1995, *Astrophys. J.*, 439, 682
- [35] Coker, R. F. & Melia, F. 1997, *Astrophys. J., Lett.*, 488, L149
- [36] Cotera, A., Morris, M., Ghez, A. M., *et al.* 1999a, in *ASP Conf. Ser.* 186: *The Central Parsecs of the Galaxy*, 240
- [37] Cotera, A. S., Simpson, J. P., Erickson, E. F., *et al.* 1999b, *Astrophys. J.*, 510, 747

- [38] Doleman, S. S., Shen, Z. -Q., Rogers, A. E. E., *et al.* 2001, *Astron. J.*, 121, 2610
- [39] Eckart, A. & Genzel, R. 1996, *Nature*, 383, 415 -, 1997, *Mon. Not. Of the Royal Astron. Soc.*, 284, 576
- [40] Eckart, A., Genzel, R., Krabbe, A., *et al.* 1992, *Nature*, 355, 526
- [41] Eckart, A., Genzel, R., Sams, B. J., & Tacconi-Garman, L. E. 1995, *Astrophys. J., Lett.*, 445, L23
- [42] Eckart, A., Genzel, R., Ott, T., & Schödel, R. 2002a, *Mon. Not. Of the Royal Astron. Soc.*, 361, 917
- [43] Eckart, A., Moutkaka, J., Viehmann, T., Straubmeier, C., & Mouawad, N. 2004b, *Astrophys. J.*, 602, 760
- [44] Eddington, A. S.: 1924, *Nature* 113, 192.
- [45] Einstein, A. and N. Rosen: 1935, *Phys. Rev.* 48, 73.
- [46] Eisenhauer, F., Schödel, R., Genzel, R., *et al.* 2003b, *Astrophys. J., Lett.*, 597, L121
- [47] Figer, D. F., McLean, I. S., & Morris, M. 1995, *Astrophys. J., Lett.*, 447, L29
- [48] Figer, D. F., Najarro, F., Gilmore, D., *et al.* 2002, *Astrophys. J.*, 581, 258
- [49] Finkelstein, D.: 1958, *Phys. Rev.* 110, 965.
- [50] Flamm, L.: 1916, *Phys. Z.* 17, 448.
- [51] Ford, H. C., Harms, R. J., Tsvetanov, Z. I., *et al.* 1994, *Astrophys. J., Lett.*, 435, L27
- [52] Forrest, W. J., Pipher, J. L., & Stein, W. A. 1986, *Astrophys. J., Lett.*, 301, L49
- [53] Fragile, P. C. & Mathews, G. J. 2000, *Astrophys. J.*, 542, 328
- [54] Fronsdal, C: 1959, *Phys. Rev.* 116, 778.
- [55] Genze, R., Hollenbach, D., & Townes, C. H. 1994, *Reports of Progress in Physics*, 57, 417
- [56] Genzel, R., Thatte, N., Krabbe, A., Kroker, H., & Tacconi-Garman, L. E. 1996, *Astrophys J.*, 472, 153
- [57] Genzel, R., Pichon, C., Eckart, A., Gerhard, O. E., & Ott, T. 2000, *Mon. Not. Of the Royal Astron. Soc.*, 317, 348
- [58] Genzel, R., Schödel, R., Ott, T., *et al.* 2003a, *Nature*, 425, 934
- [59] Gerhard, O. 2001, *Astrophys. J., Lett.*, 546, L39
- [60] Gezari, D Y., Shu, P., Lamb, G., *et al.* 1985, *Astrophys. J.*, 299, 1007
- [61] Ghez, A. M., Klein, B. L., Morris, M., & Becklin, E. E. 1998, *Astrophys. J.*, 509, 678
- [62] Ghez, A. M., Morris, M., Becklin, E. E., Tanner, A., & Kremenek, T. 2000, *Nature*, 407, 349

- [63] Ghez, A. M., Becklin, E., Duchjne, G., *et al.* 2003a, *Astronomische Nachrichten Supplement*, 324, 527
- [64] Ghez, A. M., Duchêne, G., Matthews, K., *et al.* 2003b, *Astrophys. J., Lett.*, 586, L127
- [65] Ghez, A. M., Wright, S. A., Matthews, K., *et al.* 2004, *Astrophys. J., Lett.*, 601, L159
- [66] Graves, J. E., Northcott, M. J., Roddier, F. J., Roddier, C. A., & Close, L. M. 1998, in *Proc. SPIE Vol. 3353*, p. 34-43, *Adaptive Optical System Technologies*, Domenico Bonaccini; Robert K. Tyson; Eds., 34-43
- [67] Haller, J. W., Rieke, M. J., Rieke, G. H., *et al.* 1996, *Astrophys. J.*, 456, 194
- [68] Harms, R. J., Ford, H. C., Tsvetanov, Z. I., *et al.* 1994, *Astrophys. J., Lett.*, 435, L35
- [69] Hawking, S. W.: 1971a, *Mon. Not. RAS* 152, 75. – 1971b, *Phys. Rev. Lett.* 26, 1344.
- [70] Hawking, S. W.: 1975, *Commun. Math. Phys.* 43, 199.
- [71] Hawking, S. W. and G. F. Ellis: 1973, *The Large-Scale Structure of Spacetime*, Cambridge Univ. Press.
- [72] Israel, W.: 1987, in S. W. Hawking and W. Israel, (eds.), *300 Years of Gravity*, Cambridge Univ. Press., p.199.
- [73] Jackson, J. M., Geis, N., Genzel, R., *et al.* 1993, *Astrophys. J.*, 402, 173
- [74] Jaroszynski, M. 1998, *Acta Astronomica*, 48, 653
- [75] Kerr, R. P.: 1963, *Phys. Rev. Lett.* 11, 237.
- [76] Kim, S. S. & Morris, M. 2003, *Astrophys. J.*, 597, 312
- [77] Krabbe, A., Genzel, R., Drapatz, S., & Rotaciuc, V. 1991, *Astrophys. J., Lett.*, 382, L19
- [78] Krabbe, A., Genzel, R., Eckart, A., *et al.* 1995, *Astrophys. J., Lett.*, 447, L95
- [79] Kruskal, M. D.: 1960, *Phys. Rev.* 119, 1743.
- [80] Lacombe, F., Marco, O., geoffray, H., *et al.* 1998, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 110, 1087
- [81] Lacy, J. H., Achtermann, J. M., & Serabyn, E. 1991, *Astrophys. J., Lett.*, 380, L71
- [82] Landau, L. D.: 1932, *Physikalische Zeitschrift Sowjetunion* 1, 285.
- [83] Lemaître, G: 1933, *Ann. Soc. Bruxelles* A53, 51.
- [84] Levin, Y. & Beloborodov, A. M. 2003, *Astrophys. J., Lett.*, 590, L33
- [85] Lo, K. Y., Schilizzi, R. T., Cohen, M. H., & Ross, H. N. 1975, *Astrophys. J., Lett.*, 202, L63

- [86] Lynden-Bell, D. 1969, *Nature*, 223, 690
- [87] Lynden-Bell, D. & Rees, M. J. 1971, *Mon. Not. Of the Royal Astron. Soc.*, 152, 461
- [88] Maillard, J.-P., Paumard, T., Stolovy, S., & Rigaut, F. 2003, in *Galactic Center Workshop 2002: The Central 300 Parsecs of the Milky Way*, 263-269
- [89] Melia, F. & Coker, R. 1999, *Astrophys. J.*, 511, 750
- [90] Menten, K. M., Reid, M. J., Eckart, A., & Genzel, R. 1997, *Astrophys. J., Lett.*, 475, L111
- [91] Misner, C. W., Thorne, K. S., & Wheeler, J. A. 1973, *Gravitation* (San Francisco: W.H.Freeman and Co., 1973)
- [92] Miyoshi, M., Moran, J., Herrnstein, J., *et al.* 1995, *Nature*, 373, 127
- [93] Morris, M. & Serabyn, E. 1996, *ARA&A*, 34, 645
- [94] Mouawad, N., Eckart, A., Pfalzner, S., *et al.* 2004, AN submitted
- [95] Najarro, F., Krabbe, A., Genzel, R., *et al.* 1997, *Astron. & Astroph.*, 325, 700
- [96] Narayan, R., Mahadevan, R., Grindlay, J. E., Popham, R. G., & Gammie, C. 1998, *Astrophys. J.*, 492, 554
- [97] Novikov, I. D. 1963, *Astron. Zh.* 40, 772.
- [98] Novikov, I. D.: 1990, *Black Holes and the Universe*, Cambridge Univ. Press.
- [99] Novikov, I. D. and V. P. Frolov: 1989, *Physics of Black Holes*, Kluwer Acad. Publ.; Russian version: 1986, *Fizika Chernykh Dyr*, Nauka, Moscow.
- [100] Oppenheimer, J.R. and G. Volkoff: 1939, *Phys. Rev.* 55, 374.
- [101] Ott, T., Eckart, A., & Genzel, R. 1999, *Astrophys. J.*, 523, 248
- [102] Ott, T., Genzel, R., Eckart, E., & Schödel, R. 2003. In *Galactic Center Workshop 2002: The Central 300 Parsecs of the Milky Way*, 543-549
- [103] Paumard, T, Maillard, J. P., Morris, M., & Rigaut, F. 2001, *Asstron. & Astroph.*, 366, 466
- [104] Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., & gerhard, O. 2003, *Astrophys. J.*, 593, 352
- [105] Quataert E. 2003, *Astronomische Nachrichten Supplement*, 324, 435 –. 2004, *Astrophys. J.*, 613, 322
- [106] Rees, M. J.: 1982, in G. R. Reigler and R. D. Blandford (eds.), *Proceedings of AIP Conference, "The Galactic Center"*, Caltech, N. Y., p. 166.
- [107] Reid, M. J. 1993, *ARA&A*, 21, 345

- [108] Reid, M. J., Menten, K. M., Genzel, R., *et al.* 2003a, *Astrophys. J.*, 587, 208
- [109] Rigaut, F., Geballe, T., Roy, J.-R., & Draine, B. 2003, in *Galactic Center Workshop 2002: the Central 300 Parsecs of the Milky Way*, 597-603
- [110] Rubilar, G. F. & Eckart, A. 2001, *Astron. & Astroph.*, 374, 95
- [111] Sanders, R. H. 1992, *Nature*, 359, 131
- [112] Schödel, R., Ott, T., Genzel, R., *et al.* 2002, *ature*, 419, 694
- [113] Schödel, R., Ott, T., Genzel, R., *et al.* 2003 *Astrophys. J.*, 596, 1015
- [114] Schödel, R. 2004, Ph.D. Thesis
- [115] Sellgren, K., McGinn, M. T., Becklin, E. E., Hall, D. N. 1990, *Astrophys. J.* 359, 112
- [116] Simon, M., Chen, W.-P., Forrest, W. J., *et al.* 1990, *Astrophys. J.*, 360, 95
- [117] Simons, D. A., Hodapp, K.-W., & Becklin, E. E. 1990, *Astrophys. J.*, 360, 106
- [118] Syge, J. L.: 1950, *Proc. Roy. Irish. Acad.* A53, 83.
- [119] Szekeres, G.: 1960, *Publ. Mat. Debrecen* 7, 285.
- [120] Tamblyn, P., Rieke, G. H., Hanson, M. M., *et al.* 1996, *Astrophys. J.*, 456, 206
- [121] Tanner, A., Ghez, A. M., Morris, M., *et al.* 2002, *Astrophys. J.*, 575, 860
- [122] Tanner, A., Ghez, A., Morris, M., & Becklin, E. 2003, in *Galactic Center workshop 2002: The Central 300 Parsecs of the Milky Way*, 597-603
- [123] Thorne, K. S., R. H. Price, and D. A. Macdonald: 1986, *Black Holes: The Membrane Paradigm*, Yale Univ. Press, New Haven.
- [124] Thornley, M. D., Schreiber, N. M. F., Lutz, D., *et al.* 2000, *Astrophys. J.*, 539, 641
- [125] Weyl, H.: 1917, *Ann. Physik* 54, 117.
- [126] Yusef-Zadeh, F., Roberts, D. A., & Biretta, J. 1998b, *Astrophys. J. Lett.*, 503, L191
- [127] Zel'dovich, Ya. B. and I. D. Novikov: 1966, *Astron. Zh.* 43, 758. – 1967b *Relativistic Astrophysics*, Nauka, Moscow (in Russian).
- [128] Zhao, J. & Goss, W. M. 1998, *Astrophys. J., Lett.*, 499, L163