



UNIVERSIDAD DE CHILE
FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS Y MATEMÁTICAS
DEPARTAMENTO DE INGENIERÍA ELÉCTRICA

DISEÑO Y ADAPTACIÓN DE UN INTERFERÓMETRO HETERODINO DE DOS A TRES
TELESCOPIOS

MEMORIA PARA OPTAR AL TÍTULO DE INGENIERO CIVIL ELÉCTRICO

MIGUEL IGNACIO PIÑA PINTO

PROFESOR GUÍA:
ERNEST ALEXANDER MICHAEL

MIEMBROS DE LA COMISIÓN:
FELIPE ERNESTO BESSER PIMENTEL
CLAUDIO IGNACIO ESTÉVEZ MONTERO

SANTIAGO DE CHILE
2021

RESUMEN DE LA MEMORIA PARA OPTAR AL
TÍTULO DE INGENIERO CIVIL ELÉCTRICO
POR: MIGUEL IGNACIO PIÑA PINTO
FECHA: 2021
PROF. GUÍA: ERNEST MICHAEL

DISEÑO Y ADAPTACIÓN DE UN INTERFERÓMETRO HETERODINO DE DOS A TRES TELESCOPIOS

La presente memoria reporta el diseño, construcción y caracterización de un interferómetro heterodino para tres telescopios funcionando en 1550 nm . La inclusión de un nuevo brazo al interferómetro existente implicó generar una nueva arquitectura, para la LO distribution box, una recalibración de sistemas existentes y la implementación de un nuevo correlador funcionando con tres entradas ADC en un ancho de banda de 800 MHz .

Mostrando las diferencias entre la interferometría directa y la heterodina como se comportan y diseñan cada una, junto a otros factores de la teoría, como lo son la auto correlación, la correlación cruzada y el bispectro.

Se construyeron nuevos receptores y etapas de amplificación, verificando que funcionen bajo parámetros similares. De esta misma manera se hicieron mediciones tanto a los elementos individuales, como al sistema completo funcionando bajo diferentes entradas y comprobando su correcto funcionamiento.

Los gráficos mostrados para la relación señal/ruido, muestran un mejor SNR en las correlaciones cruzadas, que las SNR graficadas para las autocorrelaciones, en un factor del alrededor de 10 a 15 veces mayor. Los resultados de esta memoria nos permiten concluir que el sistema es funcional y es capaz de utilizarse de acuerdo a los parámetros establecidos en esta misma.

dedicado a mis padres.

Agradecimientos

Deseo agradecer a todas las personas que me acompañaron durante este viaje.

A mi familia que me acompañó durante todo el transcurso de mi universidad.

A mi pareja que me dio ánimos en este último impulso.

A mis amigos que me ayudaron con revisiones y algunas figuras.

Al grupo del laboratorio de Astrofotónica y Terahercios de la Universidad de Chile por ser un eje en mi trayectoria.

A las personas de la Universität zu Köln que nos prestaron un espacio para poder hacer nuestras mediciones.

A la gente de mi comisión por retarme y exigirme para hacer un trabajo de calidad, sobre todo a Ernest por tomar las mediciones necesarias para este trabajo aun con la situación mundial.

A todas estas personas... Muchas Gracias.

Tabla de contenido

Tabla de contenido	IV
Índice de figuras	VI
Índice de cuadros	IX
1. Introducción	1
1.1. General	1
1.1.1. Resolución de un Telescopio	2
1.1.2. Definiciones Básicas de un Telescopio	3
1.2. Interferometría	4
1.2.1. Interferometría Directa	4
1.2.2. Interferometría Heterodina	8
1.2.3. Correlación en un Interferómetro Heterodino	10
1.3. Objetivos	11
1.3.1. Objetivos Generales	12
1.3.2. Objetivos Específicos	12
1.4. Estructura de la Memoria	12
2. Un Interferómetro de fibra óptica	13
2.1. Control de fase entre dos telescopios	14
2.2. Correlacionador basado en ROACH1	15

3. Una arquitectura de un sistema de tres telescopios	16
3.1. La caja de distribución LO para tres telescopios	18
3.2. Receivers	19
3.2.1. Receivers para la correlación balanceada	19
3.2.2. La implementación de los receivers balanceados	21
3.2.3. Control de temperatura	23
3.3. Low Noise Amplifiers	24
3.3.1. Alimentación y amplificación	24
3.4. Implementación del Sistema	25
4. Mediciones	27
4.1. Calibración LNA	27
4.2. Correlacionadores basadas en ROACH2	28
4.3. Recepción de correlación en tres líneas base, simultáneamente	29
4.3.1. Auto Correlación	29
4.3.2. Correlación Cruzada	31
4.3.3. Bispectro	52
4.3.4. Relación Señal / Ruido.	53
5. Discusión y Conclusiones	55
Glosario	57
Bibliografía	59

Índice de figuras

1.1. Representación gráfica de un interferómetro.	3
1.2. Representación gráfica de la intensidad específica.	4
1.3. Esquemas interferómetros de Michelson.	5
1.4. Esquema de interferómetro directo.	6
1.5. Esquema de interferómetro heterodino.	8
2.1. Interferómetro heterodino de dos telescopios implementado en la Universidad de Chile. . .	13
2.2. Control de fase del LO.	14
2.3. Control de fase por Delay line.	15
3.1. Esquema propuesto interferómetro heterodino de tres entradas.	16
3.2. Esquema propuesto interferómetro heterodino de tres entradas actual.	17
3.3. LO distribution box implementada.	18
3.4. Diagrama de bloques de los receivers.	19
3.5. Tuneable Beamsplitter.	20
3.6. 16-17-AC New Focus diodes.	20
3.7. Receiver ocupado en el interferómetro.	21
3.8. Arquitectura del primer nivel.	22
3.9. Arquitectura segundo nivel.	22
3.10. Arquitectura tercer nivel.	23
3.11. Esquema de funcionamiento celda peltier.	23

3.12. Campana térmica.	24
3.13. Esquema del LNA.	25
3.14. Implementación de laboratorio del interferómetro con tres entradas.	25
4.1. Autocorrelación AA.	30
4.2. Autocorrelación BB.	30
4.3. Autocorrelación CC.	31
4.4. Crosscorrelación ON y OFF a $2 \mu W$	32
4.5. Crosscorrelación ON y OFF a $1 \mu W$	32
4.6. Crosscorrelación ON y OFF a $500 nW$	33
4.7. Crosscorrelación ON y OFF a $200 nW$	33
4.8. Crosscorrelación ON y OFF a $130 nW$	34
4.9. Crosscorrelación ON y OFF a $70 nW$	34
4.10. Crosscorrelación ON y OFF a $50 nW$	35
4.11. Crosscorrelación ON y OFF a $30 nW$	35
4.12. Crosscorrelación ON y OFF a $20 nW$	36
4.13. Crosscorrelación ON y OFF a $15 nW$	36
4.14. Crosscorrelación ON y OFF a $10 nW$	37
4.15. Crosscorrelación ON y OFF a $5 nW$	37
4.16. Crosscorrelación AB.	38
4.17. Crosscorrelación AC.	38
4.18. Crosscorrelación BC.	39
4.19. Data en forma compleja $2 \mu W$	40
4.20. Data en forma compleja $1 \mu W$	40
4.21. Data en forma compleja $500 nW$	41
4.22. Data en forma compleja $200 nW$	41
4.23. Data en forma compleja $130 nW$	42

4.24. Data en forma compleja 70 nW	42
4.25. Data en forma compleja 50 nW	43
4.26. Data en forma compleja 30 nW	43
4.27. Data en forma compleja 20 nW	44
4.28. Data en forma compleja 15 nW	44
4.29. Data en forma compleja 10 nW	45
4.30. Data en forma compleja 5 nW	45
4.31. Data en forma compleja 0 nW	46
4.32. Crosscorrelation para las iteraciones de 1 μW	47
4.33. Crosscorrelation para las iteraciones de 500 nW	47
4.34. Crosscorrelation para las iteraciones de 200 nW	48
4.35. Crosscorrelation para las iteraciones de 130 nW	48
4.36. Crosscorrelation para las iteraciones de 70 nW	49
4.37. Crosscorrelation para las iteraciones de 50 nW	49
4.38. Crosscorrelation para las iteraciones de 30 nW	50
4.39. Crosscorrelation para las iteraciones de 20 nW	50
4.40. Crosscorrelation para las iteraciones de 15 nW	51
4.41. Crosscorrelation para las iteraciones de 10 nW	51
4.42. Crosscorrelation para las iteraciones de 5 nW	52
4.43. Bispectro.	53
4.44. Relación Señal/Ruido vs Potencia óptica de entrada por receptor, zoom 0 ~ 130 nW . . .	54
4.45. Relación Señal/Ruido vs Potencia óptica de entrada por receptor, escala logaritmica. . .	54

Índice de cuadros

2.1. Requerimientos Interferómetro con dos entradas.	15
4.1. Amplificación en cada etapa del LNA.	27
4.2. Requerimientos Interferómetro con tres entradas.	28
4.3. Mediciones realizadas.	29

Capítulo 1

Introducción

1.1. General

Desde la antigüedad la humanidad siempre ha estado en una constante de observación y medición de lo que hay a su alrededor, con el deseo de entender, simplificar y controlar los procesos en los cuales está presente. Este proceso no deja de lado el campo de la astronomía, donde desde sus orígenes causó la cautivación de miles de científicos que van en búsqueda de las respuestas que solo el cosmos les puede dar.

Los astrónomos e ingenieros han buscado nuevas formas de poder observar el cielo nocturno, descubriendo cosas más allá de la imaginación. Pero para hacer este tipo de descubrimientos se tuvieron que inventar sistemas e instrumentos capaces de ver y medir lo que nadie había medido.

Se puede mencionar el caso de la estrella *Gamma* (γ) *Virginis*, de la constelación de Virgo. Esta estrella (*Porrima*) a simple vista, es una sola estrella y es la segunda mas brillante de su constelación (Magnitud aparente de 2.27) [1]. pero usando un telescopio adecuado, se puede observar que esta estrella realmente esta conformada por dos estrellas, *Porrima A* y *Porrima B*, las cuales se encuentran separadas por un promedio de 43 *UA* y se encuentran a una distancia de 2409172,9 *UA* [2], lo que hace imposible poder diferenciarlas para el ojo humano.

Del caso anterior hay sistemas binarios, separados por distancias menores y mucho mas lejanas. Para esto en secciones posteriores usaremos la resolución angular (sec 1.1.1.). Donde empleando la geometría de un telescopio, nos ayudará a escudriñar el cielo nocturno mientras mas pequeño sea este factor. Lamentablemente este método de un solo telescopio no siempre basta al momento de diferenciar una estrella, debido a los mismos impedimentos físicos del telescopio.

De esta forma llegamos a la interferometría (sec 1.2.), una técnica espectacular que hace el uso de dos o más telescopios que cumplen el rol de simular un telescopio de mayores dimensiones en pos de medir con un mejor ángulo de resolución (sec 1.1.1.).

Hoy día la interferometría esta bastante desarrollada, y se utiliza en varios campos como lo son la detección y caracterización de exoplanetas. Un ejemplo de esto es el “*Planet Formation Imager*” (PFI) [3], una matriz de interferómetros infrarrojos de próxima generación con el objetivo principal de obtener imágenes de las fases activas de la formación de planetas en regiones cercanas de formación de estrellas [4].

1.1.1. Resolución de un Telescopio

Para una sistema de un único telescopio, la resolución angular ($\Delta\Theta$) está determinado por la ecuación de Rayleigh (1.1) [5] donde D es el diámetro de apertura de un telescopio y λ es la longitud de onda que se desea observar.

$$\Delta\Theta_{telescope} \approx 1,22 \frac{\lambda}{D} \quad [radians] \quad (1.1)$$

De la ecuación (1.1) se puede inferir rápidamente que a mayor D se tendrá una menor $\Delta\Theta$, permitiendo observar con mayor resolución a una misma frecuencia. Cabe notar que siempre se busca el menor ángulo de resolución dado que esto nos permitirá inspeccionar con mayor precisión el cosmos.

Lamentablemente, no se pueden construir telescopios de dimensiones cada vez mayores, los materiales no se soportarían y los costos de construcción serán cada vez más altos. La interferometría es la solución a este problema, ya que nos dice que si tenemos un sistema de dos o más telescopios donde la separación entre los dos mas lejanos es L dado que $L \gg D$ la resolución del sistema sería dada por la ecuación (1.2) [6].

$$\Delta\Theta_{Interferometer} \approx \frac{\lambda}{L} \quad [radians] \quad (1.2)$$

La similitud de ambas ecuaciones se debe a como nosotros imaginamos un interferómetro. Supongamos que tenemos un telescopio donde su largo de apertura es L . ¿Que pasaría si una hoja cae en una parte del lente? de ocurrir esto tendríamos menor potencia dado que una parte del lente se encontraría “apagada”, pero esto no afectaría a la resolución, dado que esta depende meramente de el ancho de apertura y la longitud de onda. Si ocurre una segunda hoja, volveríamos a tener menos potencia pero la resolución no se vería afectada. Si se iterara muchas veces podríamos tener dos secciones separadas del telescopio que dado que son el mismo sistema seguiría funcionando de la misma forma. El interferómetro se aprovecha de esta particularidad para simular un lente de mayor tamaño como se puede ver en la Figura 1.1

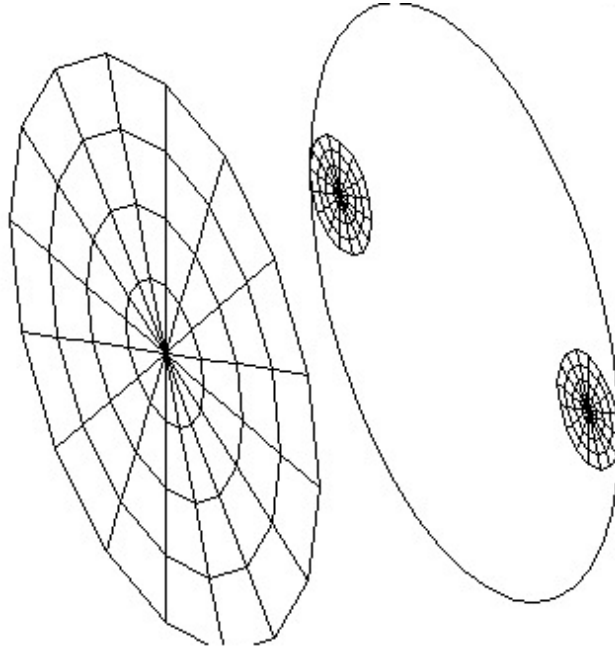


Figura 1.1: Representación gráfica de un interferómetro.

1.1.2. Definiciones Básicas de un Telescopio

Otro efecto interesante a estudiar es la potencia asociada a nuestro telescopio, cuando las dimensiones de nuestro telescopio (D) son mayores que la longitud de onda (λ), en una frecuencia (ν), podemos definir que la potencia infinitesimal dP resultante de un ángulo sólido infinitesimal del cielo $d\Omega$ el cual intercepta una superficie infinitesimal $d\sigma$ (como se puede ver en la Figura 1.2 [5]) es :

$$dP = I_\nu \cos\theta \cdot d\sigma \cdot d\nu \quad (1.3)$$

Donde:

- I_ν , es la intensidad específica
- θ , es el ángulo entre la normal de $d\sigma$ y la dirección a $d\Omega$.
- $d\nu$, es el elemento infinitesimal del ancho de banda.

De la ecuación (1.3) podemos calcular la densidad total de flujo S_ν , mediante una integración sobre el ángulo resultando en la ecuación (1.4).

$$S_\nu = \int_{\Omega_\nu} I_\nu(\theta) \cos(\theta) d\Omega = I_\nu \int_0^{2\pi} \left(\int_0^{\theta_c} \sin(\theta) \cos(\theta) d\theta \right) d\phi = I_\nu \frac{\pi R^2}{r^2} = I_\nu \Delta\Omega \quad (1.4)$$

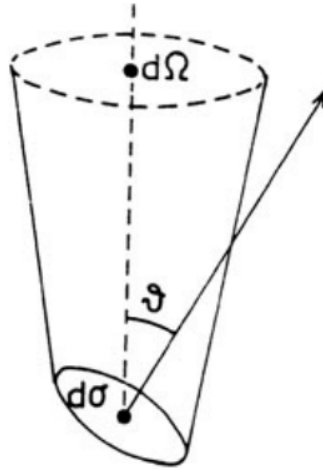


Figura 1.2: Representación gráfica de la intensidad específica.

Donde:

- $\text{sen}(\theta_c) := \frac{R}{r}$, que define el ángulo θ_c que subtiende el radio de la esfera R en una distancia r .
- $\Delta\Omega$, se define como el área subtendida por un objeto a una distancia r

De esta manera podemos definir la densidad de energía espectral por ángulo sólido definido en la ecuación (1.5), dado que la radiación se propaga con la velocidad de la luz c .

$$u_v(\Omega) = \frac{1}{c} I_\nu \quad (1.5)$$

Si integramos la ecuación (1.5) en toda la esfera, se obtendrá como resultado la densidad de energía espectral total, mostrada en la ecuación (1.6), donde vemos que la densidad espectral es dependiente del área de nuestro lente/espejo recolector.

$$u_v = \int_{(4\pi)} u_v(\Omega) d\Omega = \frac{1}{c} \int_{(4\pi)} I_\nu d\Omega \quad (1.6)$$

1.2. Interferometría

1.2.1. Interferometría Directa

En el año 1881 Albert Michelson inventó el interferómetro, un dispositivo capaz de medir cambios leves en una onda comparando los patrones de interferencia de un haz de luz que se ha dividido en dos [7].

El montaje básico es mostrado en la Figura 1.3a. Este nuevo dispositivo no solo podría medir la velocidad de la luz con mayor precisión que las mediciones anteriores. Si no que en el año 1920, usando este mismo principio en un telescopio de 100", Michelson cubrió la apertura del telescopio excepto por dos entradas de 6" de diámetro estudiando el patrón de interferencia resultante. Se aprecia el interferómetro de Michelson usado en el observatorio del monte Wilson 1.3b.

De esta manera Michelson logró medir el diámetro de Betelgeuse usando un interferómetro estelar (ver Figura 1.3b). A partir de este momento la interferometría a sido ocupada en diversas áreas y campos tales como la radio interferometría, la interferometría minera, etc. Un ejemplo claro es el PFI [3], que esta orientado principalmente a técnicas de detección directa en el espectro del infrarrojo.

De la misma forma que un interferómetro de Michelson, la interferometría directa ocupa telescopios y espejos para colectar la luz de una fuente astronómica (ver figura 1.4), de esta forma los haces de luz son transmitidos a una localización central para su interferencia [10]. Para que esto ocurra los canales físicos deben tener delay lines para que haya una compensación en las fases, esto puede llevar a errores por la complejidad y sensibilidad de estos sistemas.

Suponiendo que tenemos la formula compleja de la función de onda $U(r, t)$, que describe la onda en una posición (r), en un tiempo (t), descrito en la ecuación (1.7).

$$U(r, t) = a(r) \exp[j\phi(r)] \exp(j2\pi\nu t) \quad (1.7)$$

- $a(r)$, es la amplitud.
- ν , es la frecuencia.
- ϕ , es la fase.

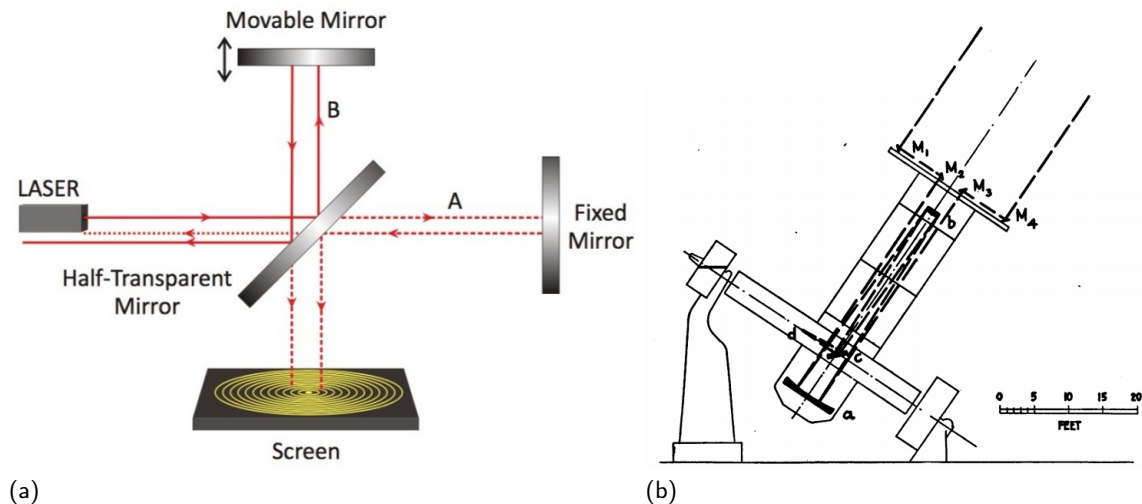


Figura 1.3: Esquemas interferómetros de Michelson.

[8] [9]

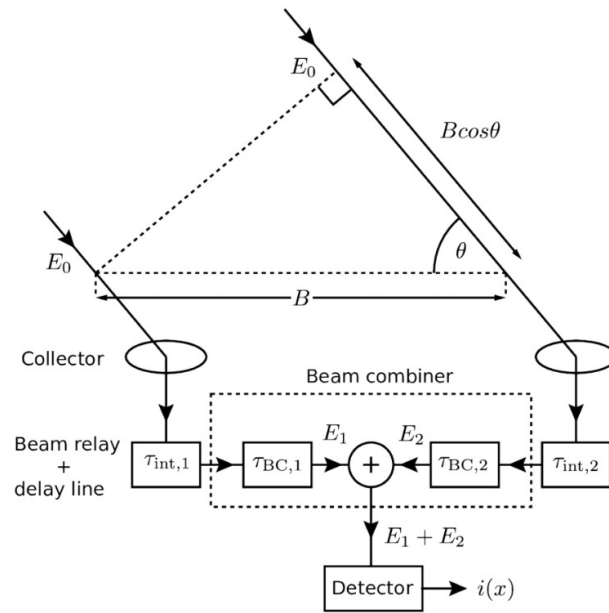


Figura 1.4: Esquema de interferómetro directo.
[11]

Para estudiar este proceso supongamos que tenemos la señal s_i , que es la representación de una señal monocromática con un armónico dependiendo del tiempo resultante de la ecuación (1.7), de esta forma nuestro haz de luz puede ser descrito por la ecuación (1.8).

$$s_i(t) = a_i(t) \cdot \cos(\omega_i t + \phi_i) \quad (1.8)$$

Donde:

- a_i , es la amplitud del haz.
- ω_i , es la frecuencia del haz.
- ϕ_i , es la fase del haz

En caso de tener una interferencia de señales que es el resultante de la interferometría, la potencia de salida (p) de un detector de ley cuadrada, para un total de n señales, sería descrito por la fórmula (1.9)

$$p(t) = \left[\sum_{i=1}^n s_i(t) \right]^2 \quad (1.9)$$

Con este sistema descrito podemos estudiar el caso con $n = 3$ telescopios (caso estudiado en esta memoria) y reemplazando la ecuación (1.8) en la ecuación (1.9), quedando la ecuación (1.10):

$$p(t) = [a_1(t) \cdot \cos(\omega_1 t + \phi_1) + a_2(t) \cdot \cos(\omega_2 t + \phi_2) + a_3(t) \cdot \cos(\omega_3 t + \phi_3)]^2 \quad (1.10)$$

Considerando que estamos en un sistema interferométrico tenemos que $\omega_1 = \omega_2 = \omega_3$, entonces podemos definir la frecuencia de la señal como ω_s , resultando que la ecuación (1.10), quede como:

$$p(t) = \frac{a_1^2(t)}{2} [1 + \cos(2\omega_s t + 2\phi_1)] + \frac{a_2^2(t)}{2} [1 + \cos(2\omega_s t + 2\phi_2)] + \frac{a_3^2(t)}{2} [1 + \cos(2\omega_s t + 2\phi_3)] \\ + a_1(t) \cdot a_2(t) [\cos(\phi_1 - \phi_2) + \cos(2\omega_s t + \phi_1 + \phi_2)] + a_2(t) \cdot a_3(t) [\cos(\phi_2 - \phi_3) + \cos(2\omega_s t + \phi_2 + \phi_3)] \\ + a_3(t) \cdot a_1(t) [\cos(\phi_3 - \phi_1) + \cos(2\omega_s t + \phi_3 + \phi_1)] \quad (1.11)$$

De la ecuación (1.11) tenemos elementos que son en base a $2\omega_s t$, estos elementos son muy rápidos para un foto detector (ω_{max}) menor que ω_s , debido al teorema de Nyquist que especifica que una función sinusoidal en el tiempo o la distancia se puede regenerar sin pérdida de información siempre que se muestree a una frecuencia mayor o igual a dos veces por ciclo [12]. Por lo tanto estos términos pueden ser obviados, resultando en la ecuación (1.12).

$$p(t) \approx \frac{a_1^2(t) + a_2^2(t) + a_3^2(t)}{2} + a_1(t) \cdot a_2(t) \cos(\phi_1 - \phi_2) + a_2(t) \cdot a_3(t) \cos(\phi_2 - \phi_3) + a_3(t) \cdot a_1(t) \cos(\phi_3 - \phi_1) \quad (1.12)$$

Como podemos notar, este proceso es sumamente complejo y complicado para el detector por el principio de Nyquist, haciendo a la interferometría directa no óptima para el caso de muchos telescopios. Dada esta complicación se pueden utilizar otros tipos de interferometría que nos ayudan a generar un método óptimo para esta situación. En particular estudiaremos el método de la Interferometría Heterodina.

Un ejemplo de interferometría directa, es el Very Large Telescope Interferometer (VLTI), que consiste en la combinación de cuatro telescopios principales (UTs) de 8,2 m de diámetro, y cuatro telescopios auxiliares (ATs) de 1,8 m de diámetro. El VLTI proporciona una resolución angular de milisegundos de arco a una resolución espectral baja e intermedia ($R = 5000$) en longitudes de onda del infrarrojo cercano y medio. Debido a sus características únicas, el VLTI se ha convertido en un medio muy atractivo para la investigación científica sobre varios objetos como estrellas jóvenes pre-secuencia principal y sus discos protoplanetarios, asteroides del sistema solar, y objetos extragalácticos como núcleos galácticos activos [13].

1.2.2. Interferometría Heterodina

A diferencia de la interferometría directa, la interferometría heterodina (ver Figura 1.5) incluye una alteración de la señal antes de su detección. Este método, desarrollado en la década de 1970, consiste en agregar al sistema una señal de referencia (oscilador local o **LO** de frecuencia ω_{LO}) estable y conocida, la cual modula la señal, llegando a frecuencias de GHz, a esta frecuencia la llamamos frecuencia intermedia (IF) y corresponde a la diferencia entre la frecuencia observada y del oscilador local ($\omega - \omega_{LO}$). En esta frecuencia podemos trabajar con componentes en microondas.

Por otro lado planteamos una señal proveniente del **LO**, la cual nos generara un interferencia entre nuestra señal de frecuencia ω_s con una señal de frecuencia ω_{LO} . Si usamos la formula (1.9) para usando estas señales, podremos calcular que la potencia de nuestro detector observara será de:

$$p_i(t) = [a_1(t) \cdot \cos(\omega_s t + \phi_1) + a_{LO}(t) \cdot \cos(\omega_{LO} t + \phi_{LO})]^2 \quad (1.13)$$

Trabajando la ecuación (1.13), con el mismo procedimiento para la potencia en la interferometría directa nos queda como:

$$p_i(t) = \frac{a_i^2(t)}{2} [1 + \cos(2\omega_s t + 2\phi_i)] + \frac{a_{LO}^2(t)}{2} [1 + \cos(2\omega_{LO} t + 2\phi_{LO})] + a_i(t) \cdot a_{LO} + a_i(t) \cdot a_{LO}(t) [\cos((\omega_i t - \omega_{LO})t + \phi_i - \phi_{LO}) + \cos((\omega_i t + \omega_{LO})t + \phi_i + \phi_{LO})] \quad (1.14)$$

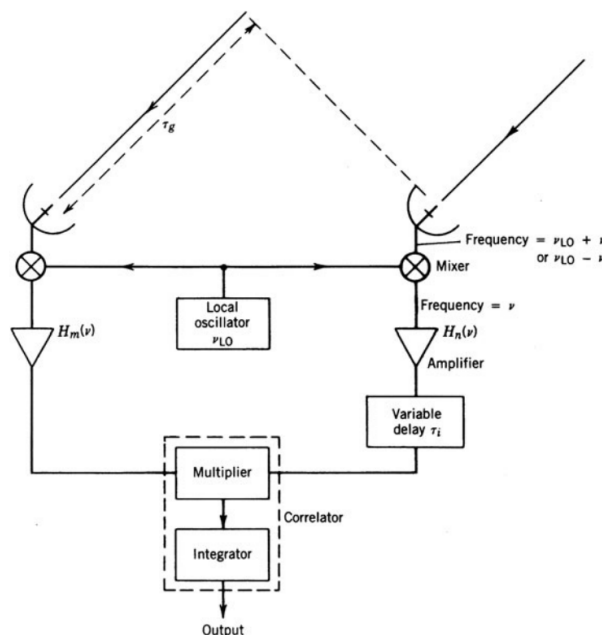


Figura 1.5: Esquema de interferómetro heterodino.

[14]

Si consideramos un detector de un máximo de ancho tal que $f_{BW} \ll \omega_1/2\pi$ y $f_{BW} \ll \omega_{LO}/2\pi$, nuevamente al igual que en la parte directa podemos tomar elementos de la ecuación (1.14) y obviar ciertos términos resultado en:

$$p_i(t) \approx \frac{a_i^2(t) + a_{LO}^2(t)}{2} + a_i(t) \cdot a_{LO}(t) \cos((\omega_i t - \omega_{LO})t + \phi_i - \phi_{LO}) \quad (1.15)$$

Cabe notar que el termino estudiado en la ecuación (1.15) es genérico para los tres telescopios y en cada uno de nuestros receptores tendremos un detector que observará el anterior resultado correspondiente.

La construcción de un sistema heterodino es utilizado no solo para resolver el problema de frecuencias previamente descrito, sino que también simplifica mucho la matemática que nuestro procesador de señales deberá trabajar generando un sistema mucho mas preciso que solo utilizando interferometría directa.

En comparación con la detección directa, el sistema receptor heterodino presenta las siguientes ventajas y desventajas [15] [16]:

- Es capaz de medir la fase óptica y la frecuencia con mas precisión.
- En nuestro sistema operando en 1550 nm , se permite el uso de componente comerciales de comunicación (fibra óptica p.e.) de multiplexores de división de ancho de onda (WDM) con un pequeño espacio de canal ($\approx 100 \text{ GHz}$ - ITU-grid). Este permite construir arreglos de receptores, llamados “Disperced Heterodyne Receivers”.
- En el sistema convencional de detección directa el espacio de canal es del orden de 100 GHz en media resolución, Se aplica la resolución R, de rango entre 50 y 30000 para interferómetros con detección directa.
- Mediante el uso de un campo de referencia fuerte, el receptor heterodino tiene un factor de conversión de ganancia inherentemente de bajo ruido, que amplifica efectivamente la señal por encima del nivel de ruido del circuito.
- Es insensible a la luz de fondo no deseada con la que el oscilador local no se mezcla. La heterodinación es una de las pocas formas de lograr la detección limitada por ruido de fotones en el infrarrojo, donde el ruido de fondo es tan relevante.
- Es posible lograr líneas de base mucho mas largas que en detección directa, principio utilizado por sistemas como el Very Large Baseline Interferometer (VLBI)
- Mejor para largos conjuntos de telescopios, por el principio de “clonar” la señal IF sin perdidas en la relación Señal/Ruido.
- Requiere una fuente cuya amplitud, frecuencia y fase sean estables y de forma libre fluctuaciones, es decir, un láser altamente coherente.

- La modulación directa de la fase o frecuencia del láser suele ser difícil de implementar.
- Debido al supuesto alto grado de coherencia de la fuente, las fibras multimodo exhiben un gran ruido modal; por tanto, es necesaria una fibra monomodo.
- A menos que se utilice una fibra de mantenimiento de la polarización, se necesita un mecanismo para monitorear y controlar la polarización.

El costo de estas ventajas aumenta la complejidad del sistema, ya que la heterodinación requiere un oscilador local, un acoplador óptico en el que los campos mixtos estén alineados con precisión y circuitos complejos para el bloqueo de fase.

En el caso de la interferometría heterodina, un claro exponente es el Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA) y su subproyecto de receptores de banda 9 (600–720 GHz) [17]. ALMA es la instalación astronómica milimétrica y submilimétrica más grande jamás construida. En pleno funcionamiento, consta de 66 antenas móviles (54 con un plato de 12 m y 12 con un plato de 7 m). Cada antena de la matriz tiene un criostato (extremo frontal) ubicado cerca del foco secundario con espacio para diez receptores heterodinicos de doble polarización diferentes para cubrir las ventanas de transmisión atmosférica entre 31 GHz y 950 GHz.

1.2.3. Correlación en un Interferómetro Heterodino

Al momento de mezclar la información de nuestros telescopios hacemos uso de una herramienta matemática llamada correlación.

De la Figura 1.4, podemos observar que cada una de los colectores nos va a mostrar una señal $V(t)$, que se van a diferenciar por un tiempo de desfase τ que es determinado por la línea base B y por el desfase que los instrumentos agregan. El integrador dentro de nuestro correlador posee una constante de tiempo finito $2T$ de duración de unos pocos segundos o minutos pero es más largo en comparación con el período y el ancho de banda recíproco de la onda. La salida de nuestro correlador resultante al observar un punto es:

$$r(\tau) = \lim_{T \rightarrow \infty} \frac{1}{2T} \int_{-T}^T V(t)V^*(t - \tau)dt \quad (1.16)$$

La ecuación recién descrita es conocida como autocorrelación. El espectro de potencia de una señal es la transformada de Fourier de la función de autocorrelación de esa señal proceso que se conoce como la relación de Wiener-Khinchin y puede escribirse como:

$$|H(\nu)|^2 = \int_{-\infty}^{\infty} r(\tau)e^{-j2\pi\nu\tau}d\tau \quad (1.17)$$

y

$$r(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} |H(\nu)|^2 e^{-j2\pi\nu\tau} d\nu \quad (1.18)$$

Este método también es útil para estudiar la relación correspondiente para la función de correlación cruzada de dos ondas diferentes. Quedando expresado como:

$$r(\tau) = \lim_{T \rightarrow \infty} \frac{1}{2T} \int_{-T}^T V_1(t)V_2^*(t - \tau)dt \quad (1.19)$$

Para un sistema de tres telescopios se puede definir una matriz de correlación M que nos ayuda a medir como funcionan nuestros telescopios entre si. Sea la matriz M definida en la ecuación (1.20):

$$M = \begin{bmatrix} AA^* & AB^* & AC^* \\ BA^* & BB^* & BC^* \\ CA^* & CB^* & CC^* \end{bmatrix} \quad (1.20)$$

Donde AA^* , BB^* y CC^* son conocidas como las autocorrelaciones y AB^* , AC^* , BA^* , BC^* , CA^* y CB^* es el cálculo de las correlaciones cruzadas o cross correlation. Interferómetros con N entradas pueden ser estudiados en principio por $N(N - 1)/2$ diferentes correlaciones cruzadas como se puede observar en nuestra matriz, debido a la simetría de la misma [11]. Usando nuestro modelo de tres telescopios, podemos usar los tres resultados de las correlaciones cruzadas AB^* , BC^* y CA^* los cuales son obtenidos de nuestro sistema. Al ser un sistema de tres o mas telescopios usamos el Bispectrum o Bispectro \mathcal{B} , del sistema descrito por la ecuación (1.21), y se usa para investigar las interacciones entre oscilaciones y su evolución en el tiempo.

$$\mathcal{B} = (AB^*)(BC^*)(CA^*)^* \quad (1.21)$$

1.3. Objetivos

El objetivo de esta memoria es diseñar, adaptar y modificar un interferómetro heterodino de tres telescopios en base al actual interferómetro de dos telescopios que posee la universidad, se verá la construcción de equipo y caminos ópticos necesarios para hacer funcionar los tres brazos de esta implementación de receivers y etapas de amplificación, además se creará una nueva LO distribution Box, que cumplirá la función de control de fases del oscilador local necesaria para el heterodinaje balanceado del nuevo sistema.

1.3.1. Objetivos Generales

Diseñar, construir y caracterizar un interferómetro heterodino de tres telescopios, en un laboratorio. Enfoque en el área de mixing y amplificación de las señales ópticas y eléctricas que llegan a la ROACH, para su posterior graficación y obtención de datos.

1.3.2. Objetivos Específicos

Los objetivos específicos impuestos al comienzo de esta memoria fueron:

- Desarrollar integración de dos receivers existentes en cajas térmicamente bien aisladas, mejorar organización de los componentes de fibra óptica en tres niveles sobre placas de aluminio.
- Construir y testear un tercer receiver para permitir una tercera apertura.
- Construir y testear una etapa de amplificación de bajo ruido.
- Implementar receivers, etapas de amplificación, LO distribution box para el interferómetro heterodino de tres entradas para poder hacer pruebas de autocorrelación, correlación cruzada y el bispectro.
- Medir la autocorrelación, la correlación cruzada y el bispectro simultáneamente en tres líneas de base, implementando ROACH2 y como las variaciones de temperatura afecta a nuestro sistema.

1.4. Estructura de la Memoria

La estructura ocupada en este trabajo sigue el próximo orden:

- **Capítulo 2. Un Interferómetro de fibra óptica:** En este capítulo se explica el proyecto donde se va a trabajar, explicando sus partes y resultados previos.
- **Capítulo 3. Una arquitectura de un sistema de tres telescopios:** Se explican los diseños e implementaciones para el interferómetro de tres telescopios.
- **Capítulo 4. Mediciones:** Se ilustran las pruebas realizadas para demostrar un correcto funcionamiento de los sistemas observando la auto y cross correlation, mean power y mediciones polares.
- **Capítulo 5. Discusión y Conclusiones:** Se enumeran las conclusiones obtenidas y se proponen trabajos a futuro para mejorar el sistema.

Capítulo 2

Un Interferómetro de fibra óptica

El **Radio Astronomic Instrumentation Group (RAIG)** fue fundado el año 2008 por el Dr. Leonardo Bronfmann, el Dr. Ernest Michael y el Dr. Patricio Mena, miembros del Departamento de Ingeniería Eléctrica (DIE) y del Departamento de Astronomía (DAS) de la Facultad de Ciencias Físicas y Matemáticas (FCFM) de la Universidad de Chile, en estrecha colaboración con el Departamento de Astronomía [18]. Siendo promotores del avance científico tecnológico en el área de la instrumentación astronómica a nivel país.

El Laboratorio de Astrofotónica y Terahercios de la Universidad de Chile, tiene como misión guiar a sus integrantes a la búsqueda del conocimiento, este laboratorio ha desarrollado un interferómetro heterodino de dos telescopios para la longitud de onda $1,55\mu\text{m}$ [19] [20] [21]. En la Figura 2.1 se puede apreciar el sistema desarrollado. Este usa un láser de alta coherencia como referencia, distribuido a cada uno de las telescope units, donde se mezclan con la señal recibida por el telescopio de esta manera nuestra señal **IF** puede ser procesada y leída por la **Reconfigurable Open Architecture Computing Hardware (ROACH)**. La base de este diseño es modelo del correlador FX de la **Collaboration for Astronomy Signal Processing and Electronics Research (CASPER)**, en la Universidad de Berkeley, EE.UU.

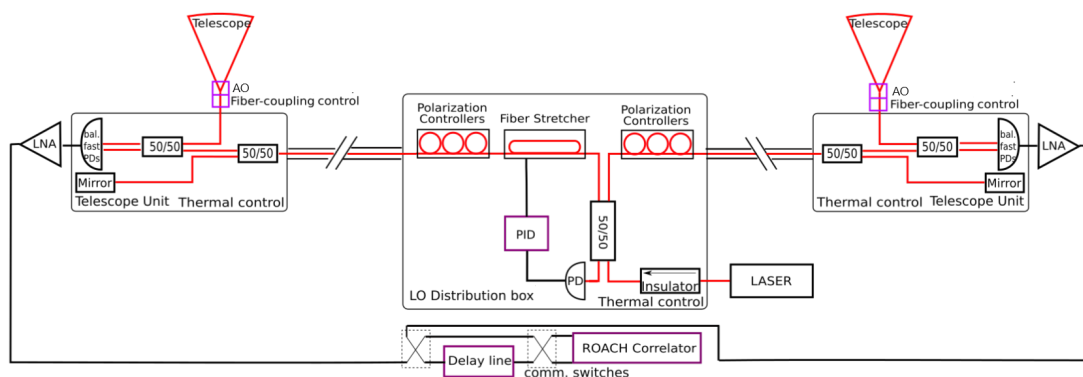


Figura 2.1: Interferómetro heterodino de dos telescopios implementado en la Universidad de Chile. [21]

2.1. Control de fase entre dos telescopios

Al tener un interferómetro es muy importante para tener una buena precisión que los sistemas estén en fase, para esto nuestro interferómetro debe estar calibrado para que las señales lleguen al mismo tiempo a la **ROACH**. El primer control de fase ocurre en el oscilador local, haciendo uso de los espejos que se encuentran dentro del receiver generando un interferómetro de Michelson basado en un circuito de fibra óptica (ver Figura 2.2), luego el fotodiodo interno de la caja de distribución recibe las señales siendo cero en caso de interferencia destructiva y máximo en caso de interferencia constructiva. El PID analiza el cambio de fase y controla el estado del *fiber stretcher*, de esta forma, se puede alterar la fase de uno de los brazos haciendo que la señal del LO llegue simultáneamente a cada uno de los receivers. Este proceso ocurre gracias a que el control PID está conectado a un Fiber Stretcher el cual permite modificar el largo de la fibra óptica permitiendo controlar la fase de llegada y salida de uno de los brazos del LO Distribution Box.

Una vez estabilizado nuestro sistema nos queda un problema generado por la geometría del interferómetro al llegar una señal, como una onda plana, si tenemos dos telescopios apuntando a un cuerpo, con un respectivo ángulo, una señal llegará desfasada de la del otro sistema como se muestra en la Figura 2.3. Sistemas como el Very Long Baseline Interferometry (VLBI) [22], presentan este mismo problema, ubicando diferentes telescopios a lo largo de la geodesia, estos mostraran desfases considerables para cada uno de los sistemas.

Este problema es solucionado con una Delay line, la cual cumple la función de aumentar el camino óptico del telescopio más cercano a la señal en búsqueda de equiparar ambos desfases. Para esto en el laboratorio se usan "*Fiber Stretcher*", que cumplen la función de corrección de fases fuera de la ROACH, además de un sistema de control de un sistema de corrección implementado en la ROACH.

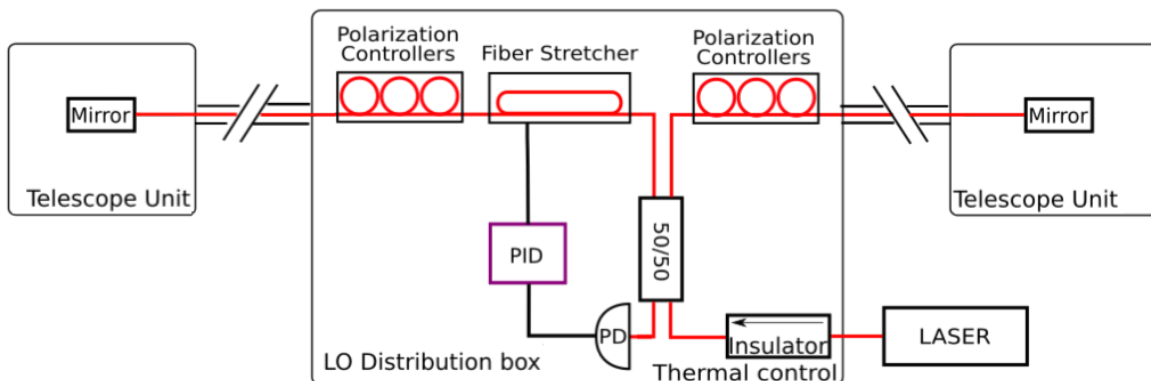


Figura 2.2: Control de fase del LO.

[21]

Capítulo 3

Una arquitectura de un sistema de tres telescopios

La propuesta inicial de mejorar el interferómetro a un sistema de tres telescopios fue propuesta en el año 2016 en el paper "Fiber-based heterodyne infrared interferometry: an instrumentation study platform on the way to the proposed Infrared Planet Formation Imager" [21]. donde se presentaba una adaptación del sistema visto en la Figura 2.1. Con esto en mente se propuso el sistema que se muestra en la Figura 3.1.

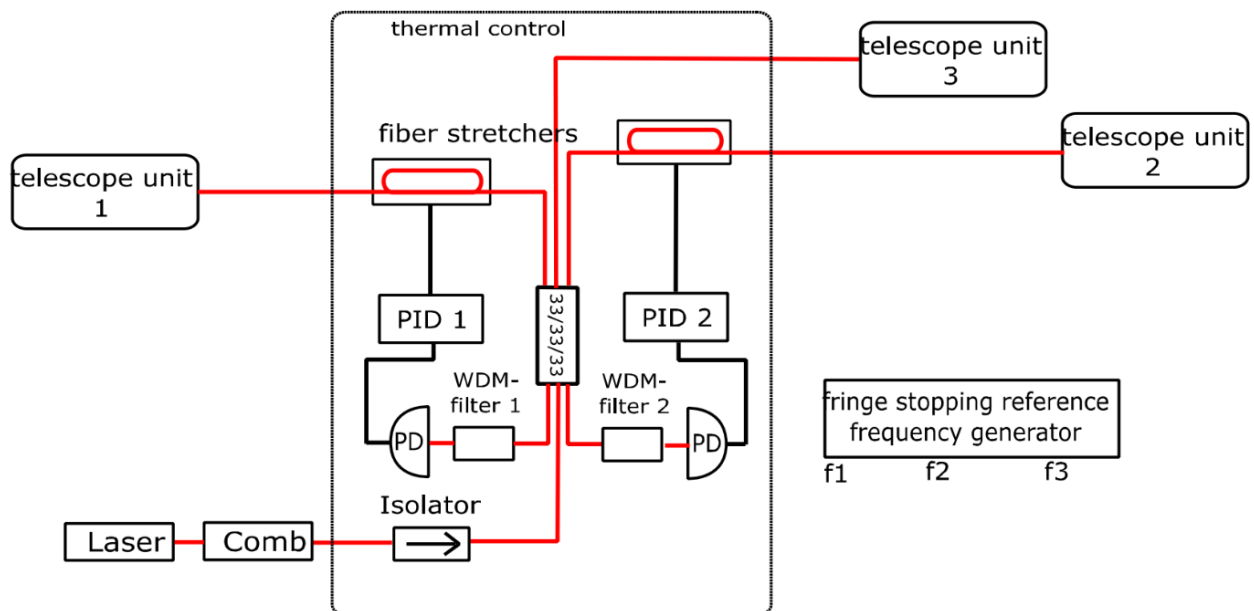


Figura 3.1: Esquema propuesto interferómetro heterodino de tres entradas.
[21]

La propuesta actual es mostrada en la Figura 3.2.

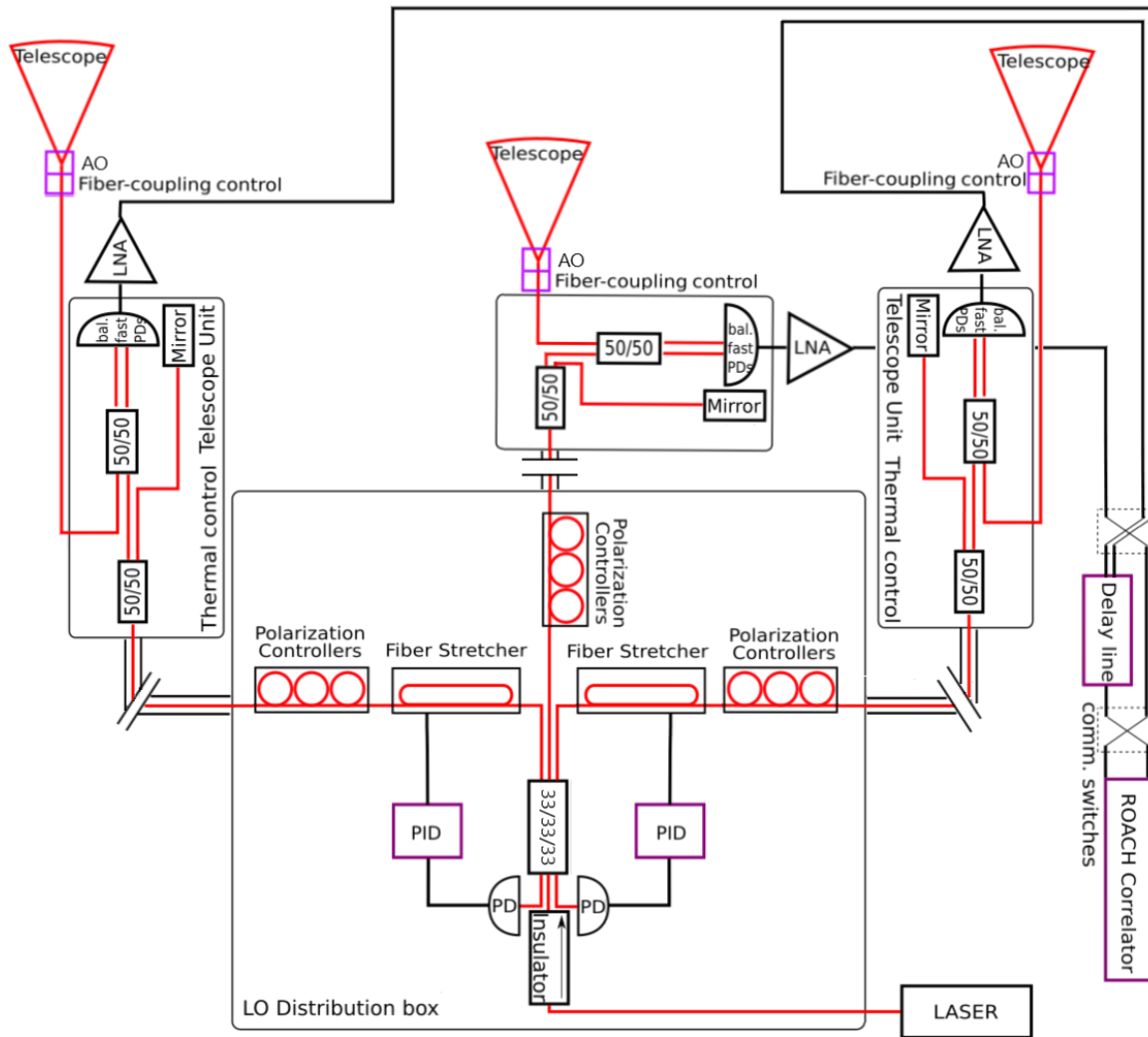


Figura 3.2: Esquema propuesto interferómetro heterodino de tres entradas actual.

3.1. La caja de distribución LO para tres telescopios

En la Figura 3.2 podemos ver un esquema de la LO Distribution Box. Este sistema es muy similar al descrito para un sistema de dos telescopios, pero el Tuneable Directional Coupler es reemplazado por un 3x3 SM Star Coupler.

En la Figura 3.3 podemos ver la arquitectura interna de la LO distribution Box implementada y trabajada. Allí salen mencionados sus principales componentes. Como los son el 3x3 SM Star Coupler, responsable de separar la señal del láser en tres señales hermanas que alimentan cada una de las señales de los telescopios, tal y como es descrito en la sección de interferometría óptica.

Otros componentes a mencionar son los controladores de polarización, que debido a que nuestro haz de luz del láser viaja de manera caótica por el sistema, al encontrarse antes los cambios de la fibra óptica, modificamos a su vez la polarización de nuestro sistema. Este controlador de polarización nos ayuda solucionar este problema y a calibrar el mismo, permitiendo una mayor ganancia al momento estudiar la interferencias de las señales de la LO distribution box al momento de ingresar la señal al PID.

El fotodiodo transformará nuestra señal óptica resultante de la interferencias de las señales de la LO en una señal eléctrica que nuestro sistema podrá medir y controlar haciendo uso de los fiber stretchers.

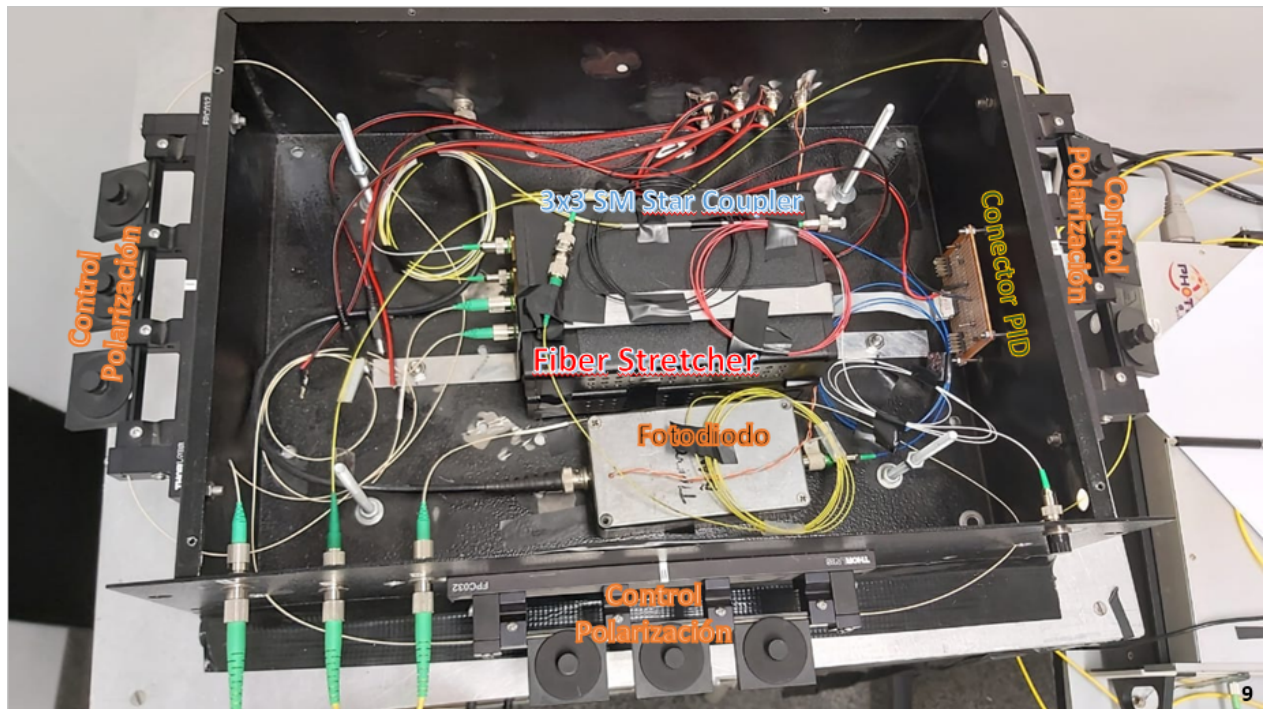


Figura 3.3: LO distribution box implementada.

3.2. Receivers

Una de las etapas de la telescope unit es el receiver, que se puede apreciar en Figura 3.4. El receiver cumple varios papeles en el interferómetro, el primero es mezclar la señal recibida del telescopio con la entregada por el LO y el segundo es transformar esta señal óptica en una señal eléctrica la cual sera amplificada por la LNA (ver sec 3.3.).

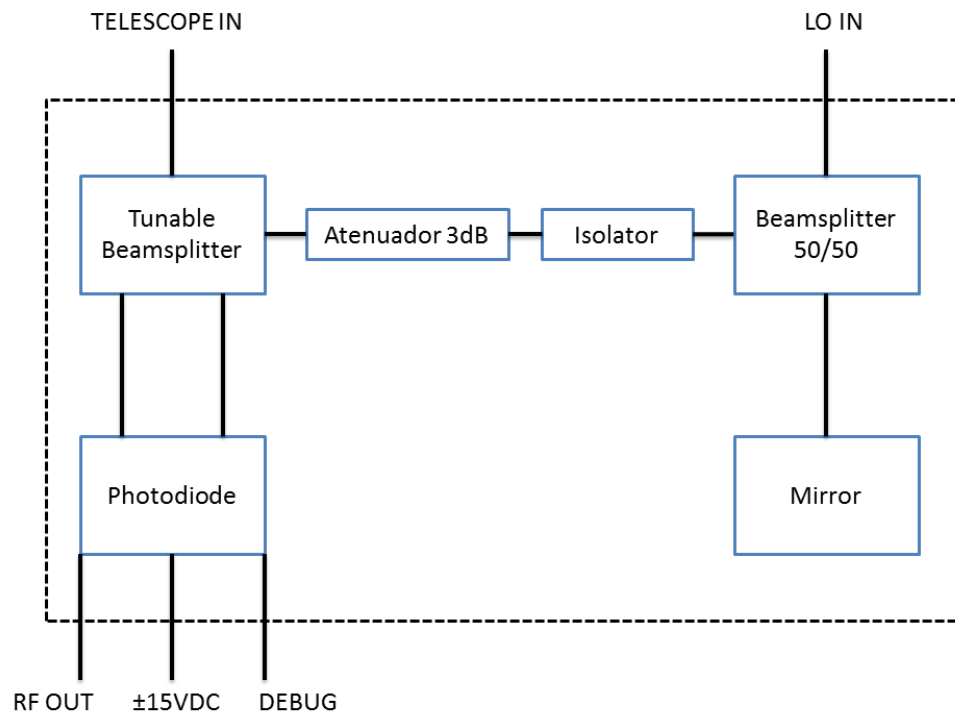


Figura 3.4: Diagrama de bloques de los receivers.

3.2.1. Receivers para la correlación balanceada

La mezcla de la señal con el LO, ocurre en el Tuneable Directional Coupler (TC1410) (ver Figura 3.5), un componente óptico al cual se le puede fijar el porcentaje de paso de potencia que puede pasar por cada uno de sus salidas, esto permite que se pueda tener una mejor precisión de la razón de división 50:50, los acopladores de valores fijos tienen una tolerancia de entre el 5-10%. Además se puede compensar desigualdades entre los dos fotodiodos balanceados y el acoplamiento de los mismos.



Figura 3.5: Tuneable Beamsplitter.

Para transformar nuestra señal óptica en una eléctrica se hace uso de un fotodiodo. Para este proyecto se ocupó un fotoreceptor balanceado (16-76-AC New Focus diodes), el cual se puede apreciar en la Figura 3.6 debido a sus especificaciones de bajo ruido [10].



Figura 3.6: 16-17-AC New Focus diodes.

3.2.2. La implementación de los receivers balanceados

La línea punteada de la Figura 3.4 corresponde al chasis del circuito. Las entradas corresponden a conectores de fibra óptica. La salida es de tipo coaxial. La alimentación del fotodiodo corresponde a una de tres contactos: $\pm 15\text{VDC}$ y GND, además se ha agregado una salida para el *DEBUG* del sistema para un completo control de los fotodiodos.

La conexión entre el beamsplitter del LO y del espejo corresponde a 3 segmentos de fibra óptica. Siguiendo la dirección beamsplitter-espejo, las dos primeras fibras corresponden a fibra de 3 mm (cubierta) mientras que la última línea es del tipo $900\text{ }\mu\text{m}$ loose-tube. Por otro lado, las demás conexiones son simples entre los distintos dispositivos.

Se calibraron las entradas de los fotodiodos hasta $20\text{ }\mu\text{W}$ aproximadamente. Como existen problemas de potencia en el fotodiodo de control, se agrega un atenuador de 3 dB y un *isolator* entre el beamsplitter de tres puertos y el tunable beamsplitter.

Para la arquitectura del receiver se ocupó una caja estanca rectangular para un buen aislado térmico y eléctrico, con un rango de operación entre $-25\text{ }^\circ\text{C}$ y $60\text{ }^\circ\text{C}$, se puede ver armado de la caja en la Figura 3.7 para su implementación en el interferómetro.

El esqueleto interno se desarrolló en 3 niveles formados por una placa de aluminio donde se acomodan los elementos respectivos de cada nivel, los cuales están separados por una distancia de $22,5\text{ mm}$. Las especificaciones de cada uno de estos niveles se mencionan a continuación.



Figura 3.7: Receiver ocupado en el interferómetro.

Primer Nivel El primer nivel cuenta con el “tuneable directional coupler”, el “isolator” y el atenuador de $3dB$, este nivel da a la entrada de la señal del telescopio (ver Figura 3.8).

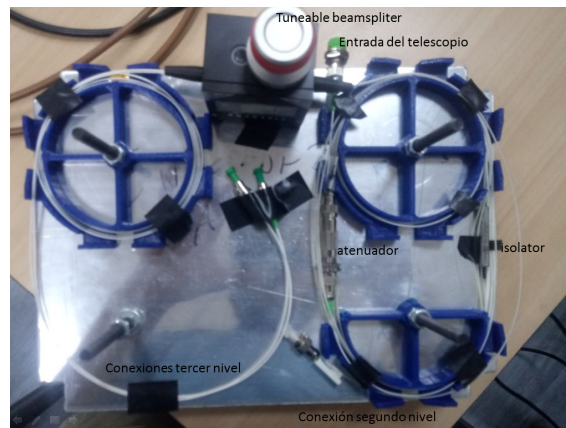


Figura 3.8: Arquitectura del primer nivel.

Segundo Nivel El segundo nivel cuenta con el beam splitter, el espejo y la entrada del LO, este nivel cuenta con más conexiones de comunicación entre niveles que el nivel anterior, debido a que permite la comunicación tanto entre primer y segundo nivel como la comunicación entre segundo y tercer nivel. A continuación se muestra la placa de aluminio y su respectiva implementación (ver Figura 3.9).

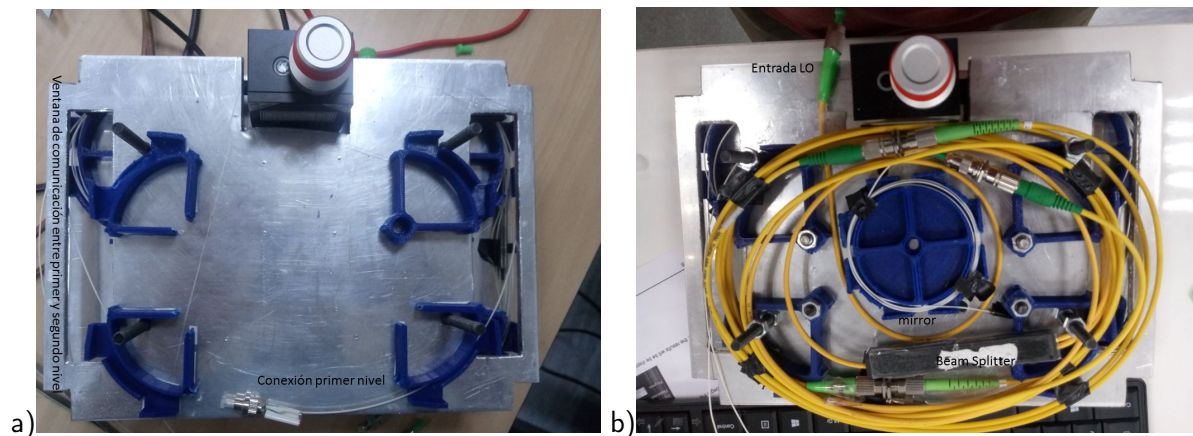


Figura 3.9: Arquitectura segundo nivel.

Tercer Nivel El tercer nivel en primera instancia solo posee el fotodiodo, pero una vez finalizado (ver Figura 3.10) también poseerá las conexiones del medidor y controlador de temperatura (ver sección 3.2.3).

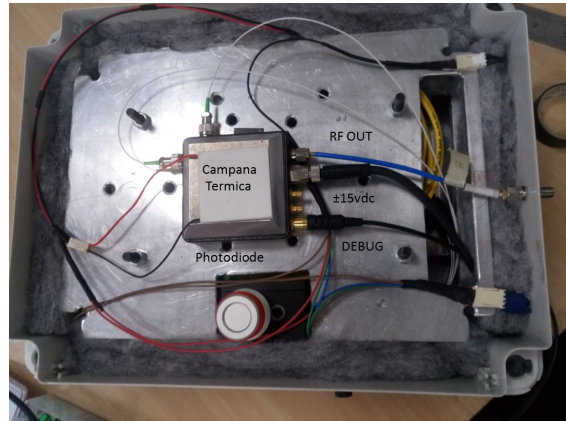


Figura 3.10: Arquitectura tercer nivel.

3.2.3. Control de temperatura

Para una medición más eficaz, se busca tener un sistema estable con la menor cantidad de interrupciones, tanto internas como externas. Dado que solo hay un elemento que disipa calor en el interior del receiver, se busca como respuesta aislarlo para evitar que el medio externo afecte en la medición y solo preocuparse de los elementos disipativos ubicados al interior del receiver.

Considerando lo anterior, se busca un control preciso de la situación interior del receiver, por lo tanto se evita que las temperaturas externas afectando nuestro sistema. El interior es forrado con aislante térmico de fibras de 100% *poliester*.

La celda Peltier es un componente electrónico compuesto por una placa de material semiconductor que posee la propiedad de generar un gradiente de temperatura dependiendo de la polaridad del sistema gracias al efecto Peltier (ver Figura 3.11).

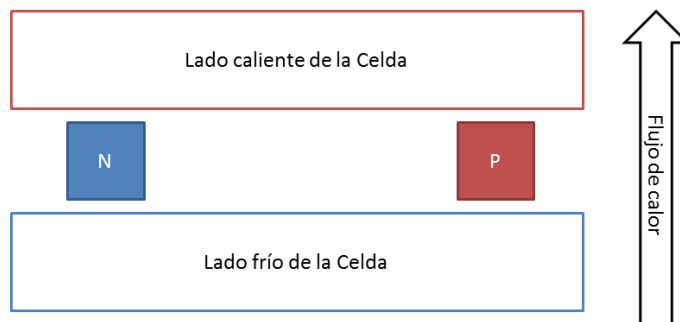


Figura 3.11: Esquema de funcionamiento celda peltier.

Dado que el interior del receiver solo contiene un elemento que disipa calor, se diseña un sistema de enfriamiento usando una campana térmica, un peltier y un disipador de calor (ver Figura 3.12).

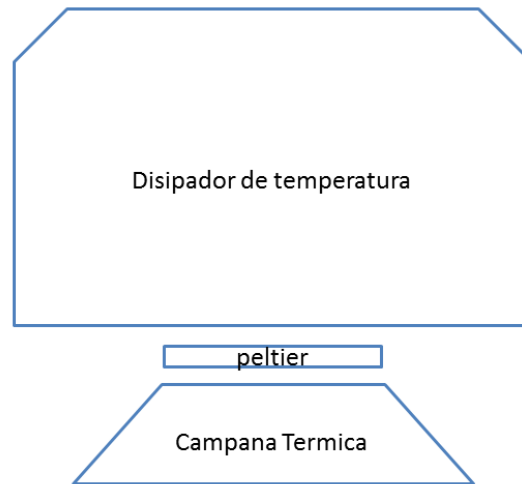


Figura 3.12: Campana térmica.

3.3. Low Noise Amplifiers

El "Low Noise Amplifier" o **LNA** es un amplificador electrónico para señales que tiene la característica de agregar poco ruido adicional a la señal en su entrada. Muchos experimentos los usan para la amplificación de pequeñas señales dado estas especificaciones. La señal que sale de nuestro Receiver es una señal eléctrica resultante de la mezcla de la señal del telescopio y del LO una vez atraviesa el Balanced Photodiode.

3.3.1. Alimentación y amplificación

En nuestro proyecto se diseñó una etapa de amplificación que consiste en dos Broadband Low noise Amplifier (ABL0300-01-3414) [24] con un atenuador de -20 dB para lograr la amplificación deseada como se muestra en la figura 3.13, estos son alimentados con un voltaje de $+12\text{ V}$, por lo que también se agrego una caja secundaria de alimentación usando reguladores de voltaje, las cajas se encuentran separadas debido a que estos componentes tienden a calentarse y con esto se obtiene una temperatura más controlada.

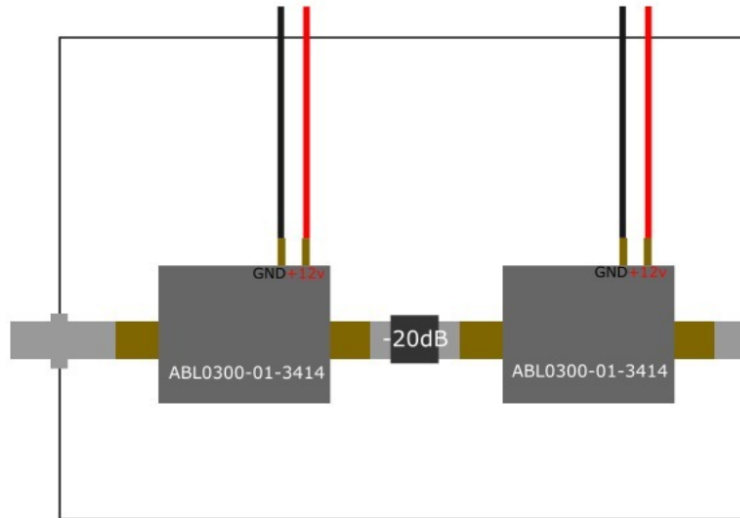


Figura 3.13: Esquema del LNA.

3.4. Implementación del Sistema

Al finalizar la construcción y testeo de los receptores, las etapas de LNA, los controladores de temperatura y de la LO distribution box junto con sus respectivos caminos ópticos y eléctricos. Se procedió a implementar el sistema completo de manera de poder hacer mediciones en laboratorio resultando en la arquitectura mostrada en la Figura 3.14.

Las mediciones de laboratorio son realizadas al reemplazar las etapas de adquisición de luz, dígame telescopios, Óptica adaptativa y Coupling Control. Por la señal de una estrella falsa la cual es simulada por elementos de laboratorio.

La señal de una estrella falsa es simulada haciendo uso de un **superluminescent diode (SLED)** o de una **lampara Halógena de mercurio**, de manera de poder simular las mediciones en la banda correspondiente a investigar.

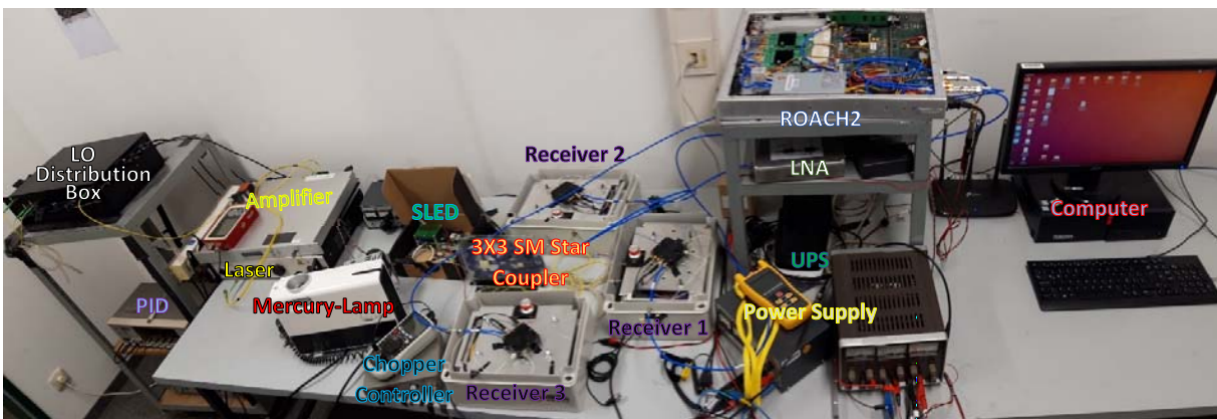


Figura 3.14: Implementación de laboratorio del interferómetro con tres entradas.

Tal y como se describió previamente, la señal de la estrella falsa llega a cada uno de nuestros **receivers** haciendo uso de un **3x3 SM Star Coupler**. Consecuentemente tenemos la señal de un **láser** la cual pasa por un **amplificador** para posteriormente llegar a nuestra **LO distribution Box** generando el loop de control con la **PID** y los espejos internos dentro de cada receiver.

En cada receiver la señal de nuestra estrella falsa y la señal del LO son mezcladas para llegar a un fotodiodo balanceado y generar una señal eléctrica que será amplificada por los **LNA** para posteriormente llegar a nuestras placas de adquisición dentro de la **ROACH2** y mostrar los resultados de la medición en la **computadora**.

Capítulo 4

Mediciones

El montaje con el cual se realizaron las mediciones que se muestran en el capítulo 4, es el mismo que se explicó en la sección 3.4. e implementada en la Universität zu Köln junto al profesor Ernest Michael.

4.1. Calibración LNA

Implementado el sistema del "Low Noise Amplifier" descrito en la sección 3.3, realizamos una medición de como cada uno de los Broadband Low Noise Amplifier funcionan por separado, junto a la amplificación total resultante juntando ambos BLNA con un atenuador de -20 dB. Este comportamiento queda mostrado en el cuadro 4.1.

LNA1	Input	Output	LNA2	Input	Output	LNA3	Input	Output
First BLNA	-35 dBm	-1.3 dBm	First BLNA	-35 dBm	-1.87 dBm	First BLNA	-35 dBm	-0.9 dBm
	-30 dBm	3.7 dBm		-30 dBm	3.09 dBm		-30 dBm	4 dBm
	-25 dBm	8.5 dBm		-25 dBm	7.84 dBm		-25 dBm	8.8 dBm
	-20 dBm	11.6 dBm		-20 dBm	11.09 dBm		-20 dBm	11.7 dBm
Second BLNA	-35 dBm	-1 dBm	Second BLNA	-35 dBm	-1.98 dBm	Second BLNA	-35 dBm	-2.1 dBm
	-30 dBm	4 dBm		-30 dBm	2.92 dBm		-30 dBm	2.8 dBm
	-25 dBm	8.8 dBm		-25 dBm	7.48 dBm		-25 dBm	7.7 dBm
	-20 dBm	11.09 dBm		-20 dBm	11.76 dBm		-20 dBm	11.1 dBm
LNA	-45 dBm	3.8 dBm	LNA	-45 dBm	3.85 dBm	LNA	-45 dBm	3.4 dBm
	-40 dBm	8.5 dBm		-40 dBm	8.67 dBm		-40 dBm	8.1 dBm
	-35 dBm	11.8 dBm		-35 dBm	11.53 dBm		-35 dBm	10.3 dBm

Cuadro 4.1: Amplificación en cada etapa del LNA.

4.2. Correlacionadores basadas en ROACH2

Este sistema fue diseñado para funcionar de la misma forma que su versión de **ROACH1**. Nuestro sistema fue diseñado para trabajar con los requerimientos presentados en el cuadro 4.2. Para programar la **ROACH2** se usa la librería “.corr” de **CASPER** donde se pueden simular el circuito en la FPGA via *simulink*, luego cargar estos archivos en la ROACH usando Python.

Debido a que el sistema de ROACH2 usa dos canales separados para sus cuatro “ADC”, al tener que ocupar un mismo sistema por el principio de Nyquist [12], debido a esto trabaja a la mitad de velocidad del sistema explicado en versiones anteriores [21]. La señal de correlador alterna entre una señal “ON OFF” que representan una medida del cielo y la referencia respectivamente. Este sistema esta sincronizado con la integración realizada por nuestro sistema para obtener una exacta medida ON y OFF. [10].

Parametros	Ideal	Logrado
Ancho de banda	1250 MHz	800 MHz
Canales	Mayor posible	256
Bit-size	Mayor posible	18 bit desde FFT
Chopper	10 Hz	1 Hz

Cuadro 4.2: Requerimientos Interferómetro con tres entradas.

4.3. Recepción de correlación en tres líneas base, simultáneamente

Para las mediciones que se muestran a continuación se realizaron con una frecuencia de iteración de 1 Hz , y se ocupó una fuente variante SLED de banda ancha de 7 THz y una fuente térmica constante de 14 nW en una banda ancha (con filtro) de 5 THz . El tiempo de iteración para cada medición está estipulado en el cuadro 4.3.

Fuente	Iteraciones	Potencia
SLED	1300 - 1500	$2\ \mu\text{W}$
SLED	1550 - 1670	$1\ \mu\text{W}$
SLED	1720 - 1820	$500\ \text{nW}$
SLED	1880 - 2020	$200\ \text{nW}$
SLED	2080 - 2230	$130\ \text{nW}$
SLED	2290 - 2400	$70\ \text{nW}$
SLED	2440 - 2600	$50\ \text{nW}$
SLED	2645 - 2790	$30\ \text{nW}$
SLED	2830 - 2950	$20\ \text{nW}$
SLED	2985 - 3170	$15\ \text{nW}$
SLED	3200 - 3350	$10\ \text{nW}$
SLED	3390 - 3500	$5\ \text{nW}$
Thermal Source	3600 - 3700	$14\ \text{nW}$

Cuadro 4.3: Mediciones realizadas.

La ROACH guarda en cuatro archivos ".txt", la información que es amplificada por los LNA de los receptores, y la guarda en cuatro archivos dependiendo de si el archivo es del tipo de autocorrelación o de crosscorrelación, o si es una medición ON u OFF. De esta manera podemos graficar el comportamiento de nuestro sistema para cada una de las potencias de entradas descritas en el cuadro 4.3.

4.3.1. Auto Correlación

Los gráficos de las figuras 4.1, 4.2 y 4.3, enseñan el comportamiento de las autocorrelaciones "AA", "BB" y "CC" respectivamente para todas las potencias de entrada del SLED. Estos gráficos son obtenidos calculando el promedio de las mediciones durante las iteraciones presentadas en el cuadro 4.3. La data de autocorrelación, viene en formato " $n, [AA^*], [BB^*], [CC^*]$ ", donde " n " es el número de adquisición de data de la ROACH2.

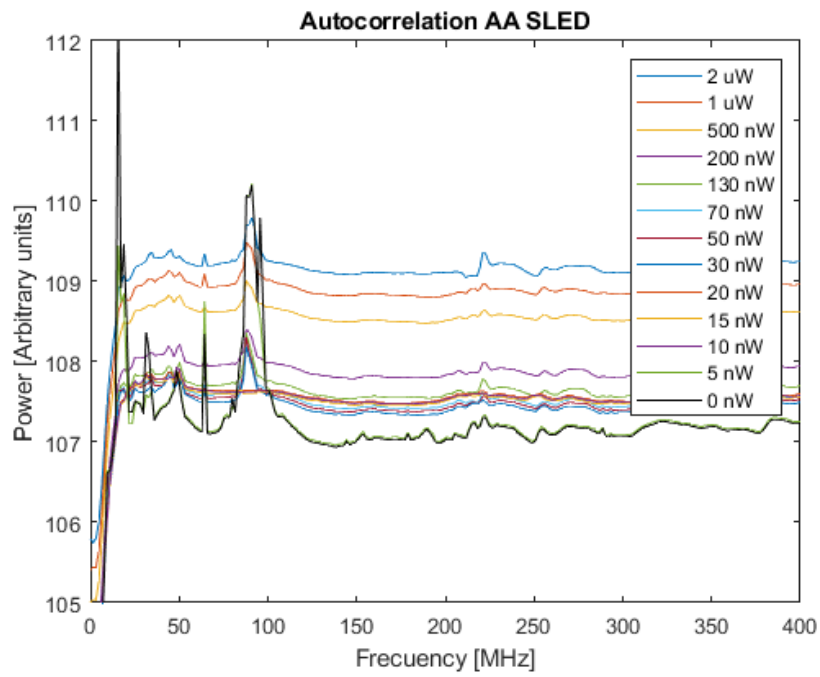


Figura 4.1: Autocorrelación AA.

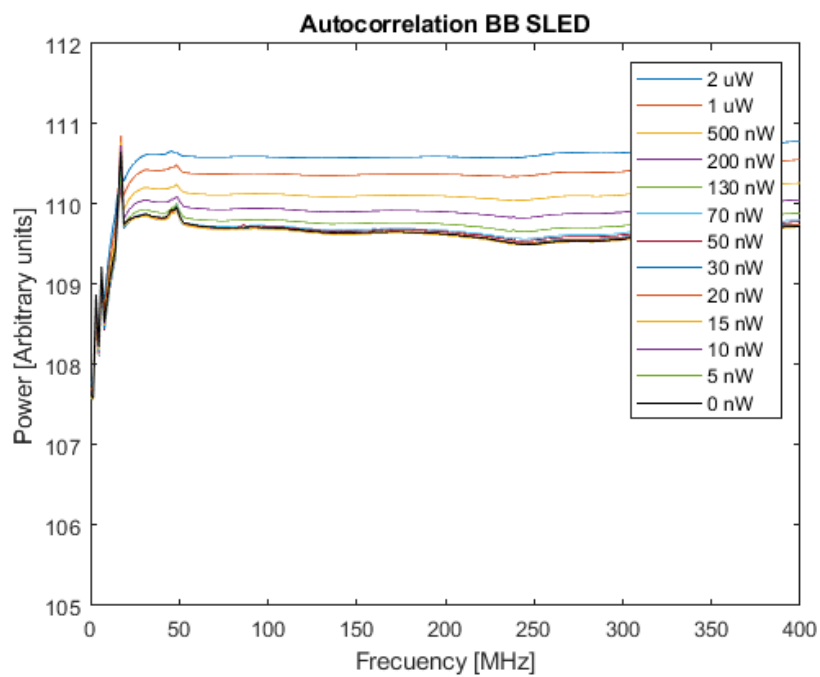


Figura 4.2: Autocorrelación BB.

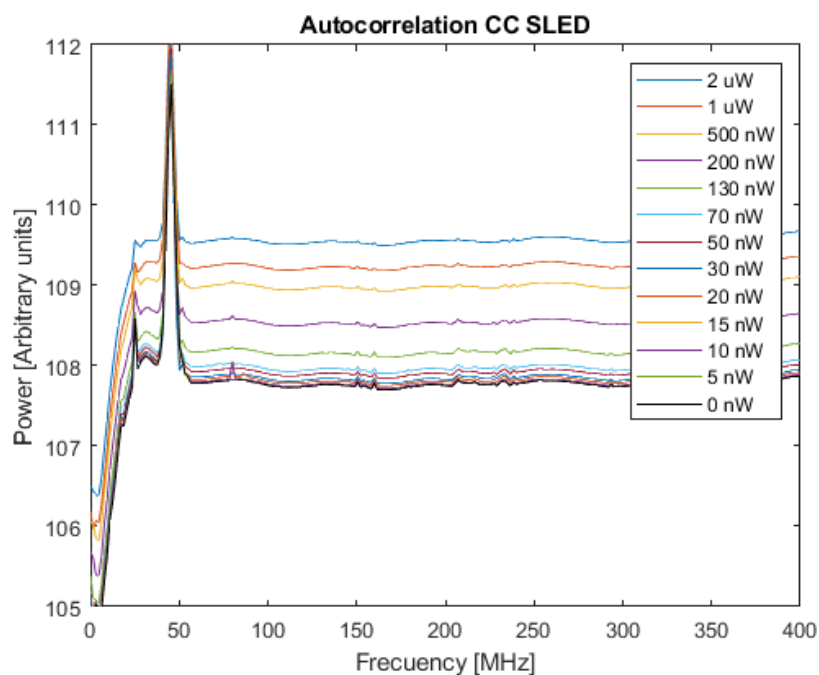


Figura 4.3: Autocorrelación CC.

4.3.2. Correlación Cruzada

Los gráficos de las Figuras 4.4 hasta 4.15, enseñan las potencias espectrales absolutas de las correlaciones cruzadas "AB", "AC" y "BC", para cada potencia de entrada de la tabla 4.3, y los gráficos de las Figuras 4.16, 4.17 y 4.18 enseñan respectivamente las correlaciones cruzadas "AB", "AC" y "BC", para todas las potencias de entrada del SLED. Estos gráficos fueron obtenidos haciendo un promedio de cada iteración mostrada en la Tabla 4.3. La data de correlación cruzada, viene en formato " $n, [AB^*], [AC^*], [BC^*]$ ", donde " n " es el numero de adquisición de data de la ROACH2.

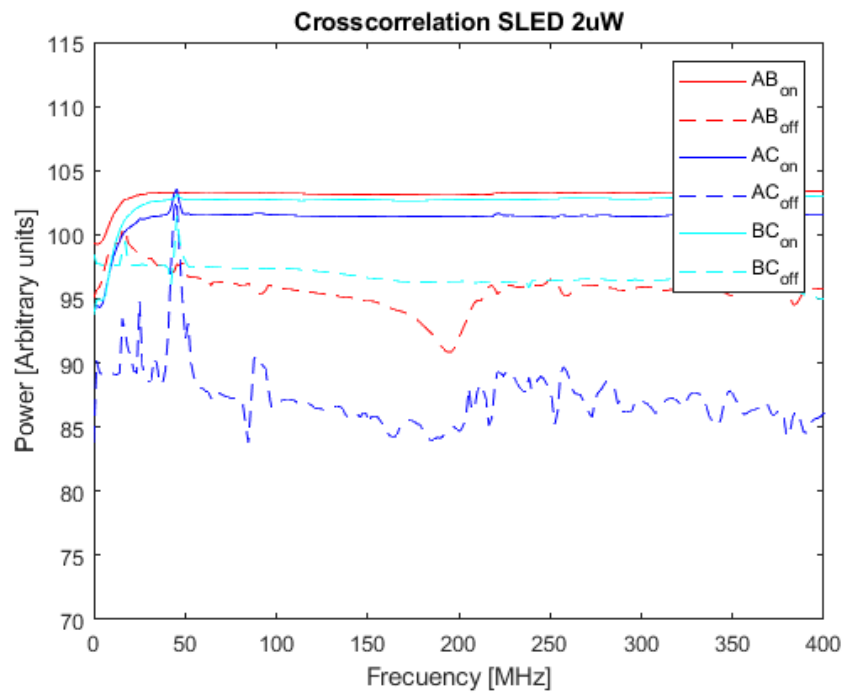


Figura 4.4: Crosscorrelación ON y OFF a $2 \mu W$.

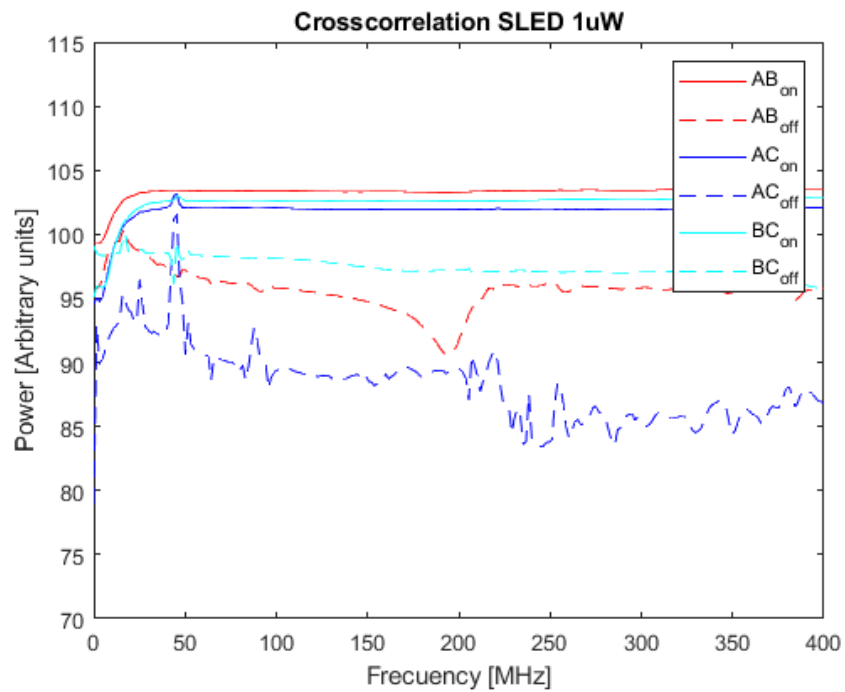


Figura 4.5: Crosscorrelación ON y OFF a $1 \mu W$.

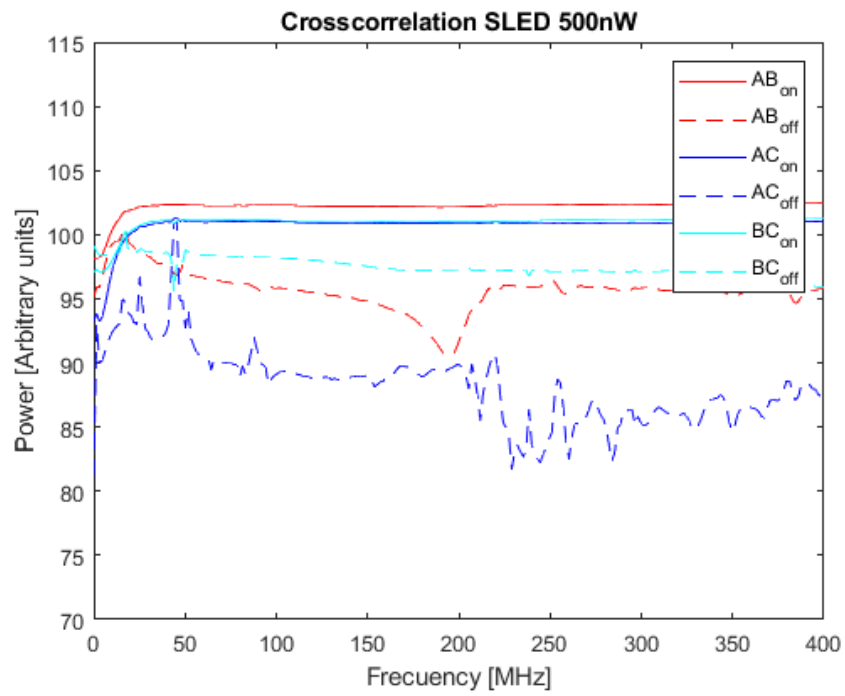


Figura 4.6: Crosscorrelación ON y OFF a 500 *nW*.

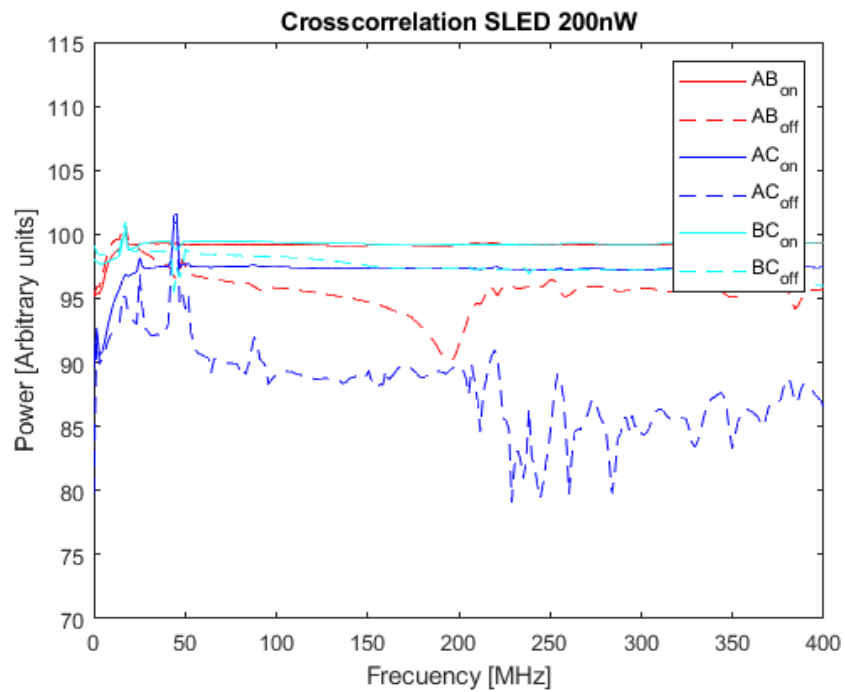


Figura 4.7: Crosscorrelación ON y OFF a 200 *nW*.

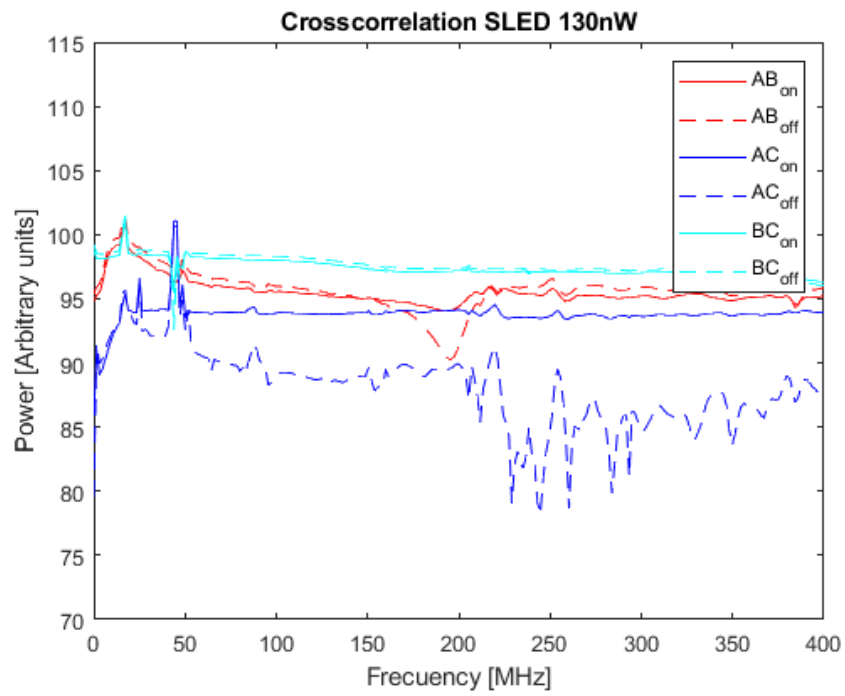


Figura 4.8: Crosscorrelación ON y OFF a 130 nW .

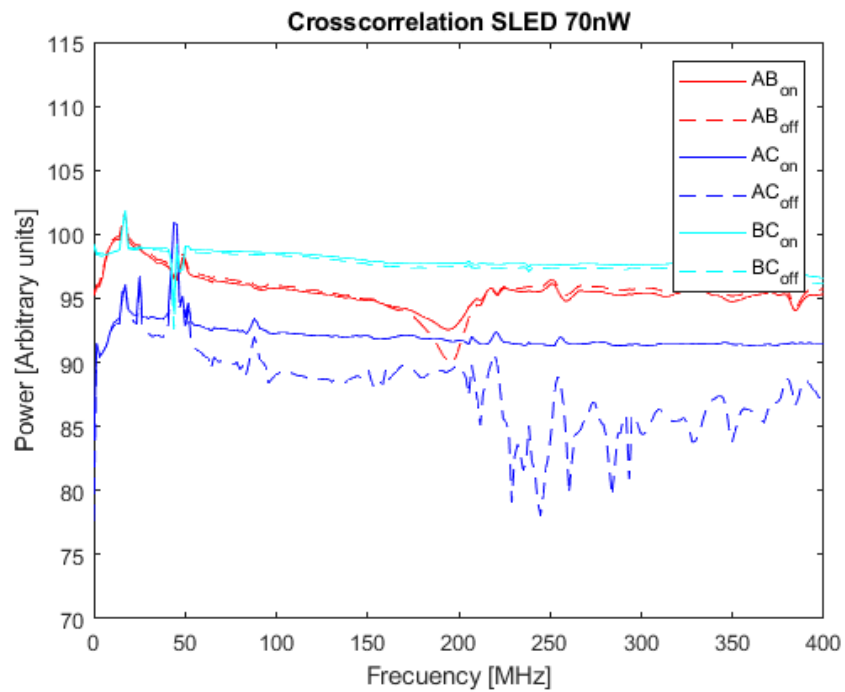


Figura 4.9: Crosscorrelación ON y OFF a 70 nW .

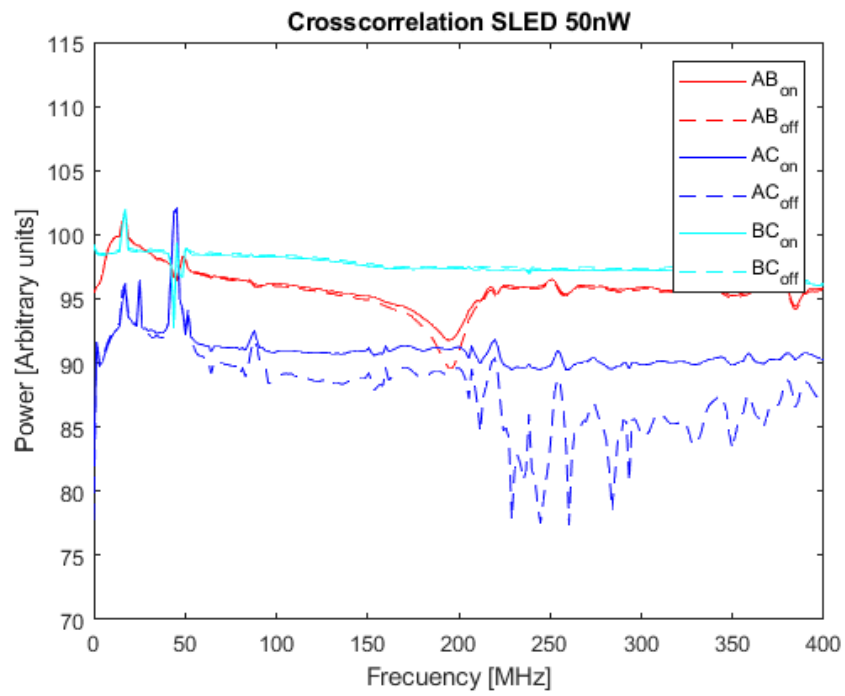


Figura 4.10: Crosscorrelación ON y OFF a 50 nW .

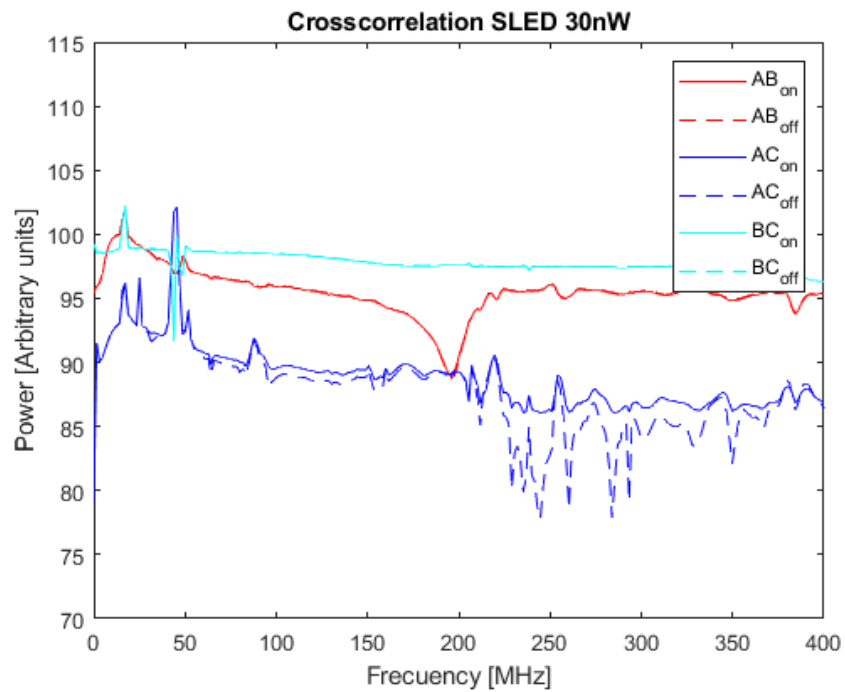


Figura 4.11: Crosscorrelación ON y OFF a 30 nW .

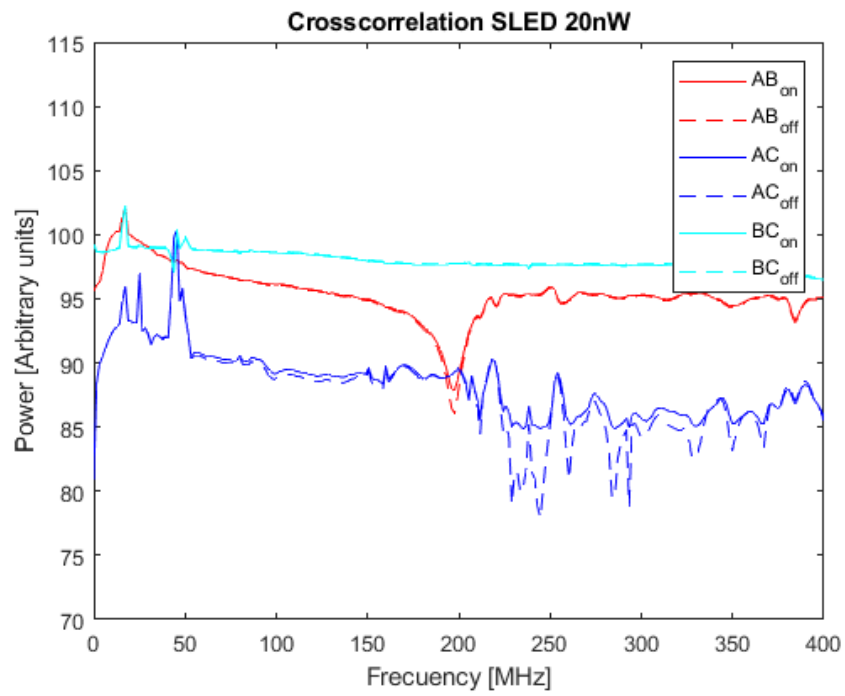


Figura 4.12: Crosscorrelación ON y OFF a 20 *nW*.

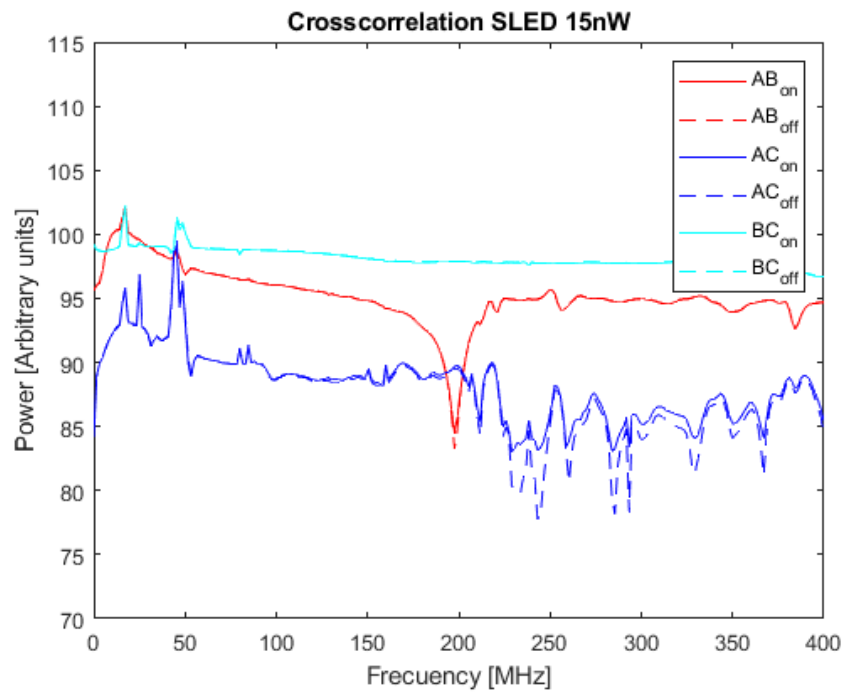


Figura 4.13: Crosscorrelación ON y OFF a 15 *nW*.

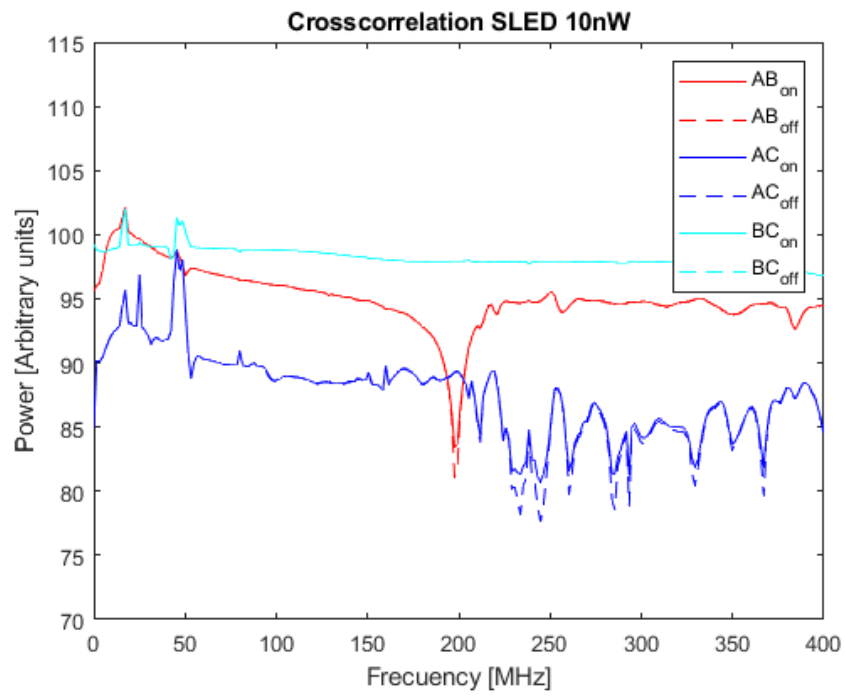


Figura 4.14: Crosscorrelación ON y OFF a 10 nW .

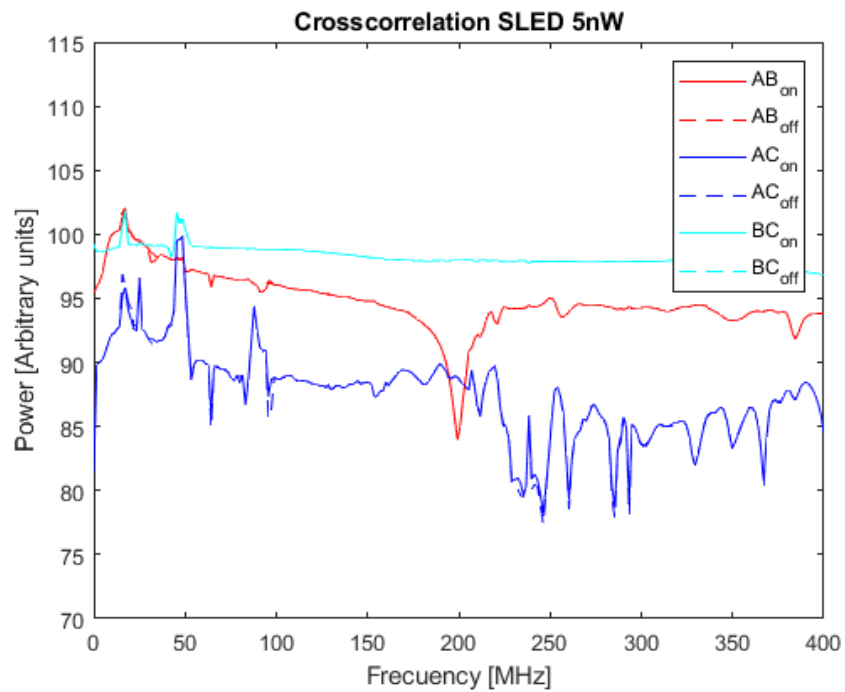


Figura 4.15: Crosscorrelación ON y OFF a 5 nW .

AB*

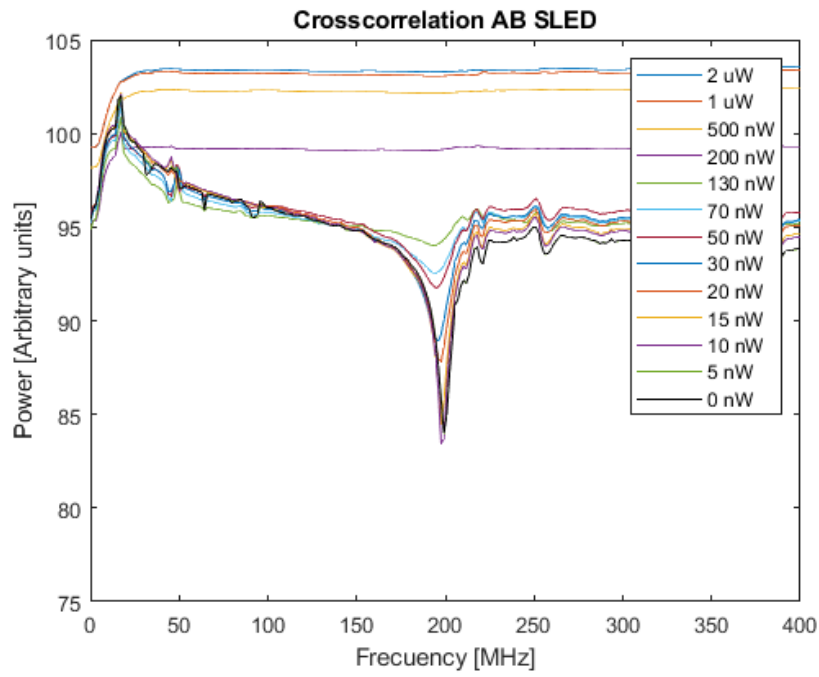


Figura 4.16: Crosscorrelación AB.

AC*

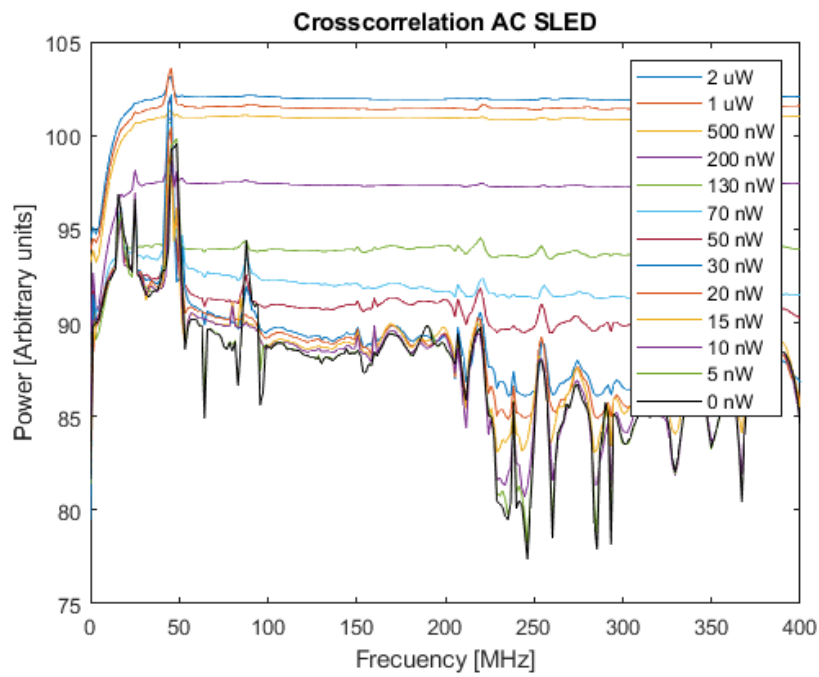


Figura 4.17: Crosscorrelación AC.

BC*

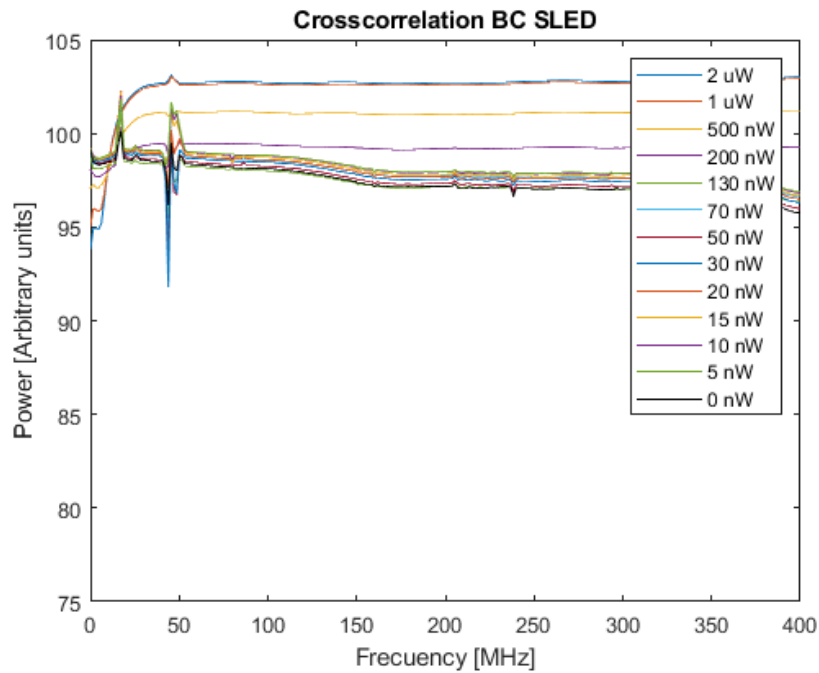


Figura 4.18: Crosscorrelación BC.

Gráficos complejos de las Correlaciones Cruzadas.

Calculando un valor promedio sobre los espectros, se pueden graficar en función del tiempo. Una vez obtenido este gráfico de la salida del receptor con respecto a los diferentes receptores, veremos la representación polar de las correlaciones cruzadas. Esto permite ver como la señal se ve afectada dependiendo de la fase de la misma, que esta sujeta a un movimiento browniano debido a las fluctuaciones térmicas de la fibra óptica. Estos gráficos serán utilizados para ver los máximos y mínimos de la señal para hacer una comparación con los máximos y mínimos de las señales del sistema operando a 0 nW (nivel ruido).

Al momento de realizar las mediciones presentes, se optó por extraer los "*Fiber Stretcher*", acortando los caminos ópticos y minimizando los desplazamientos de fase. De esta manera, podemos tener una mejor estabilización de las fases. Estudiando la data cruda extraída por la **ROACH2**, podemos hacer un muestreo de como afectan las fases al momento de tomar una medición.

Tal como se puede observar entre las Figuras 4.19 y 4.30, se optó por mostrar la potencia total compleja con respecto al tiempo, donde cada punto muestra los valores de cada medición. Del mismo modo la Figura 4.31, muestra la medición a una entrada de 0 nW (OFF), Que luego sera utilizada en el calculo de la relación Señal/Ruido.

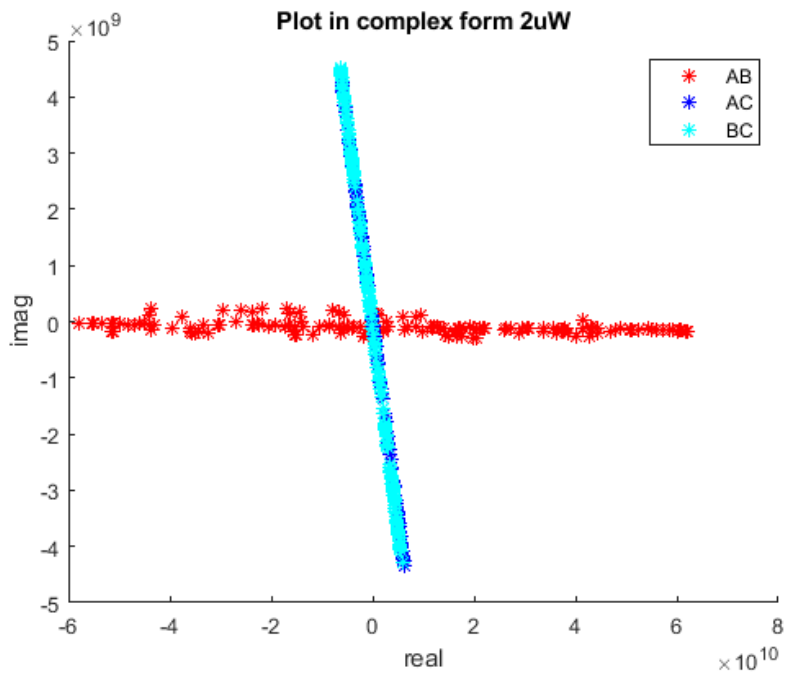


Figura 4.19: Data en forma compleja $2 \mu W$.

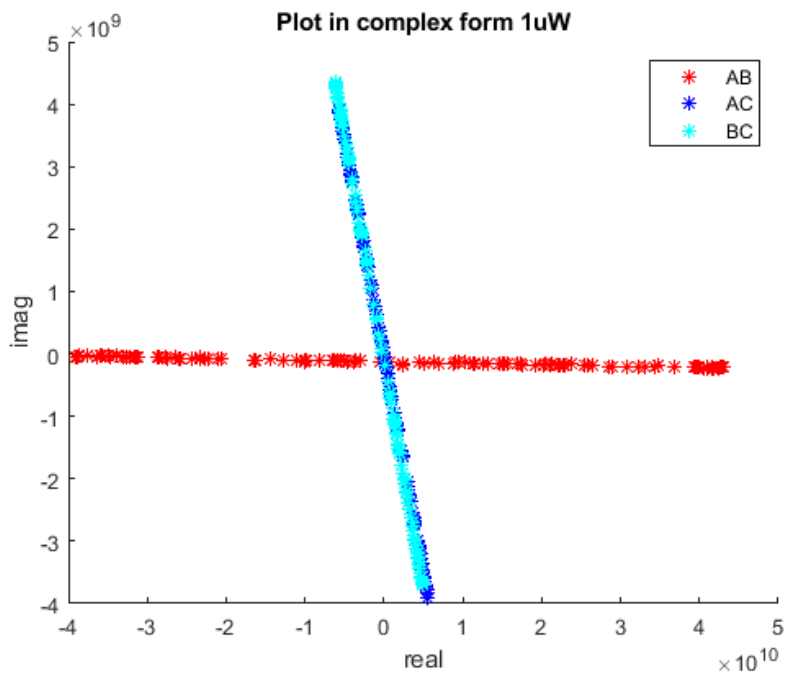


Figura 4.20: Data en forma compleja $1 \mu W$.

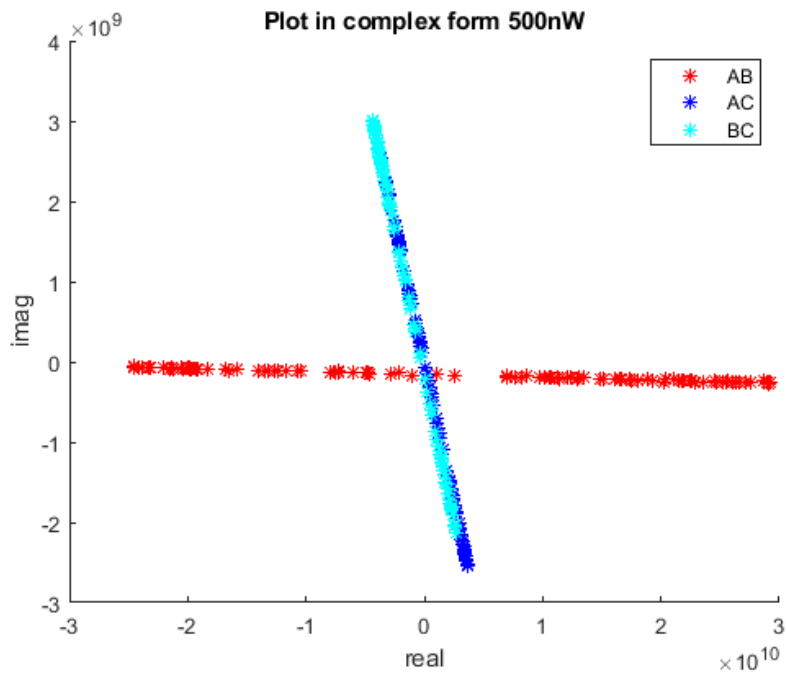


Figura 4.21: Data en forma compleja 500 *nW*.

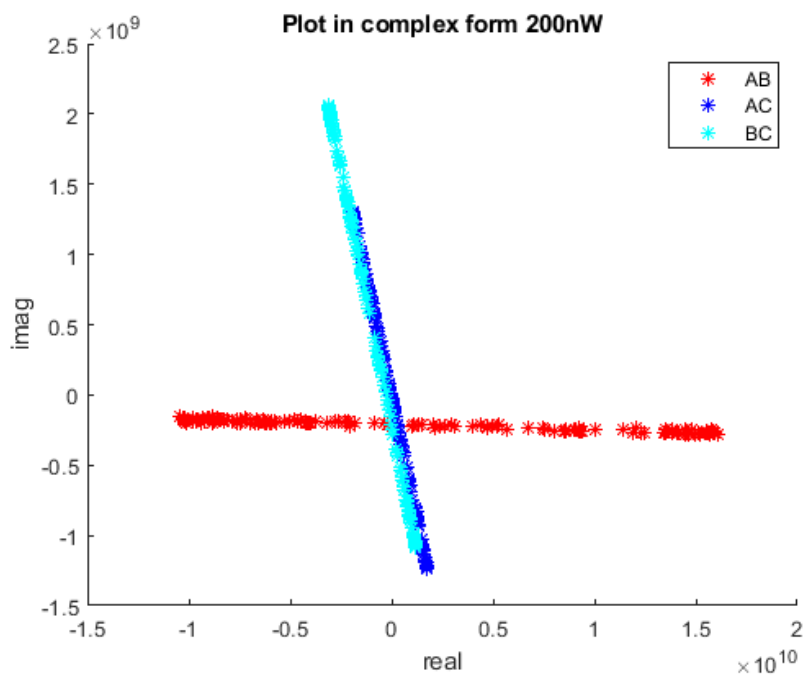


Figura 4.22: Data en forma compleja 200 *nW*.

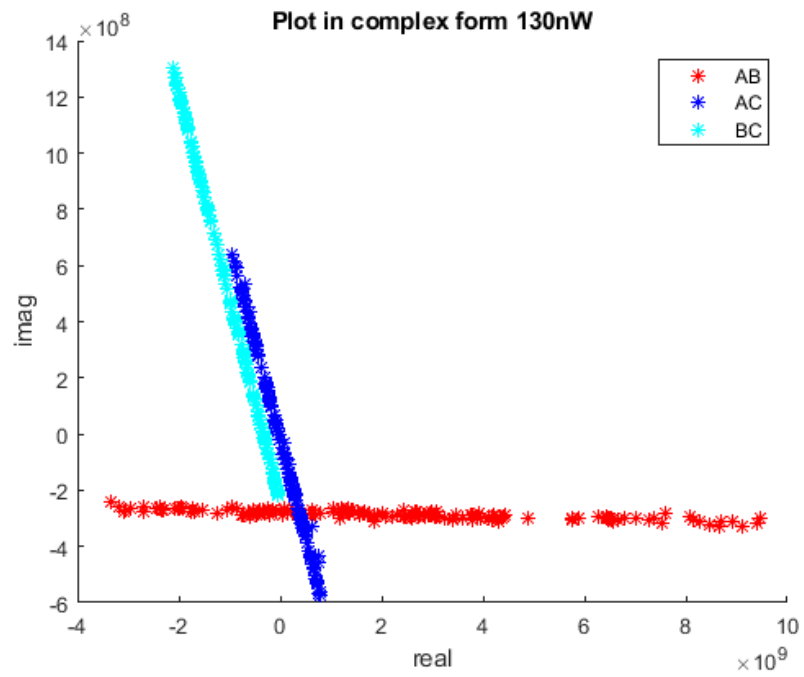


Figura 4.23: Data en forma compleja 130 *nW*.

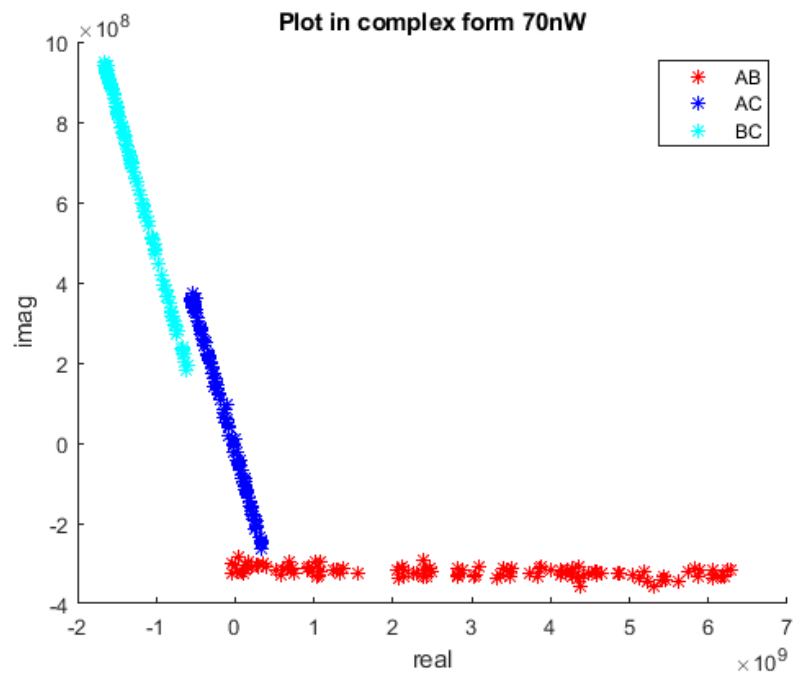


Figura 4.24: Data en forma compleja 70 *nW*.

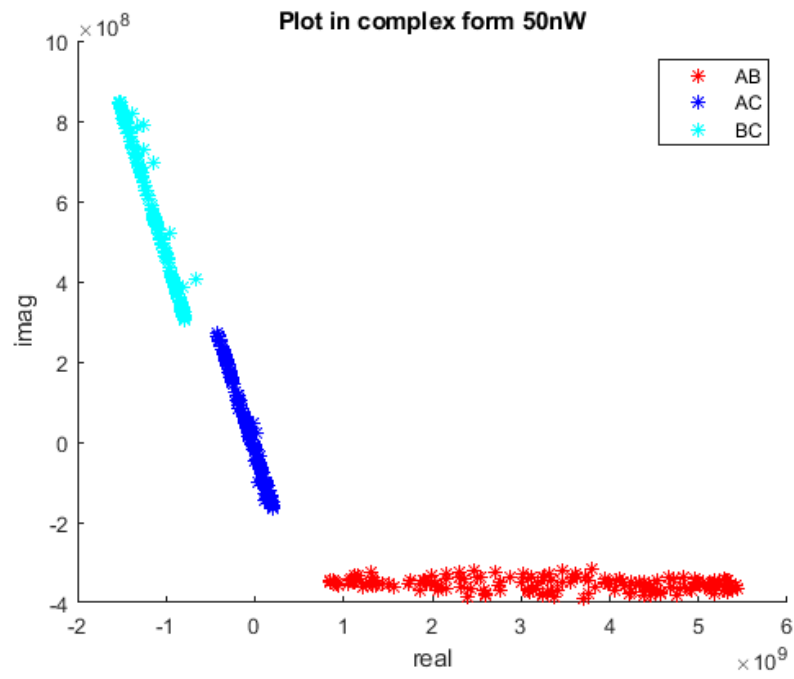


Figura 4.25: Data en forma compleja 50 nW .

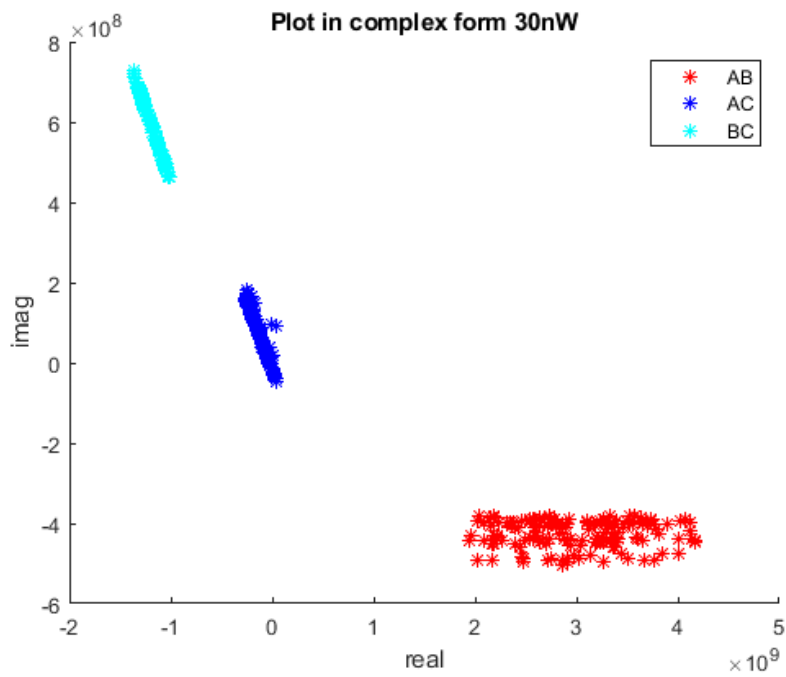


Figura 4.26: Data en forma compleja 30 nW .

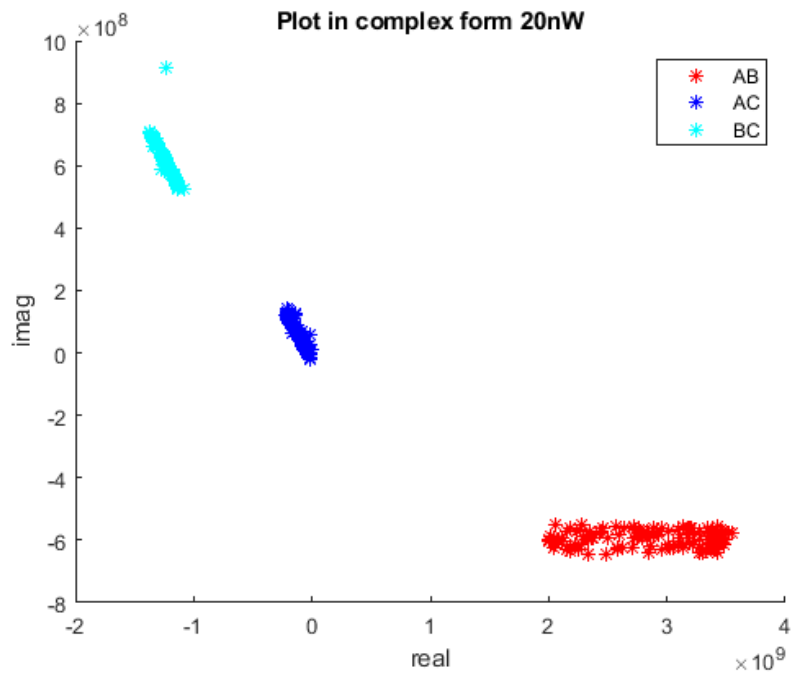


Figura 4.27: Data en forma compleja 20 nW .

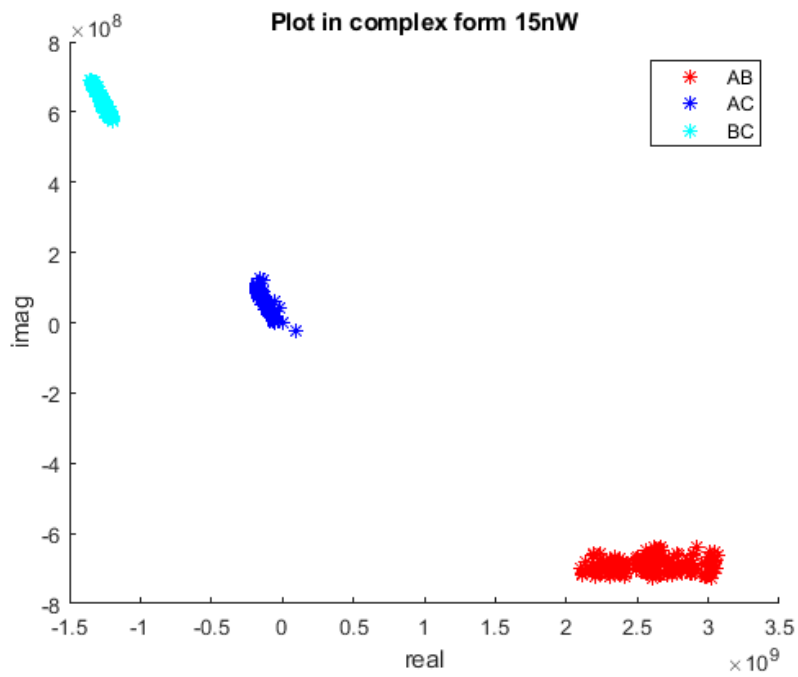


Figura 4.28: Data en forma compleja 15 nW .

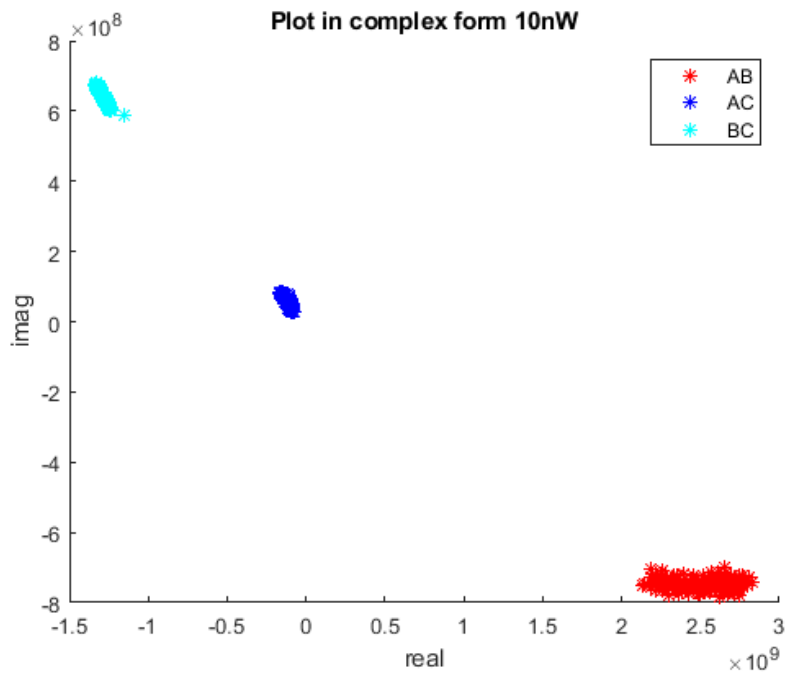


Figura 4.29: Data en forma compleja 10 *nW*.

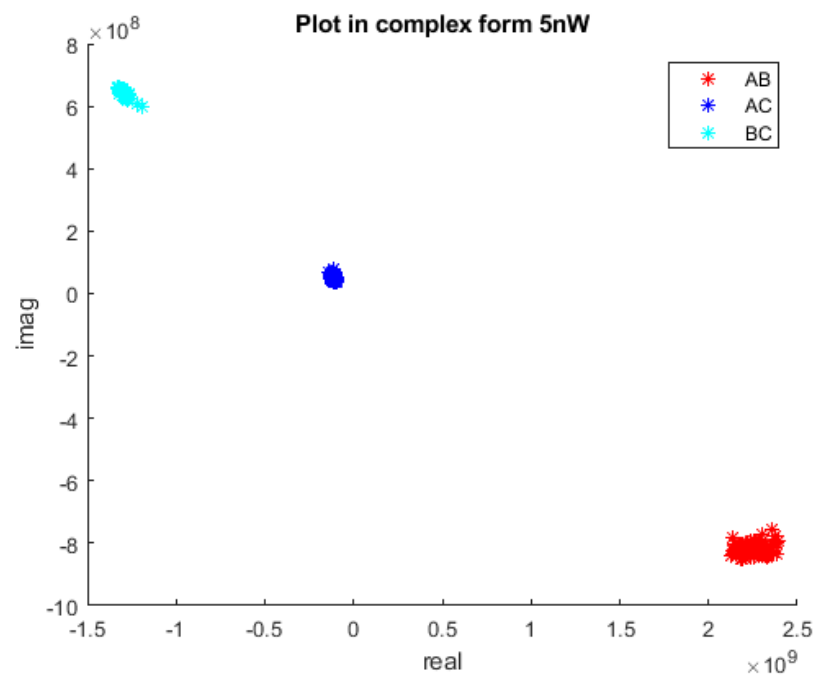


Figura 4.30: Data en forma compleja 5 *nW*.

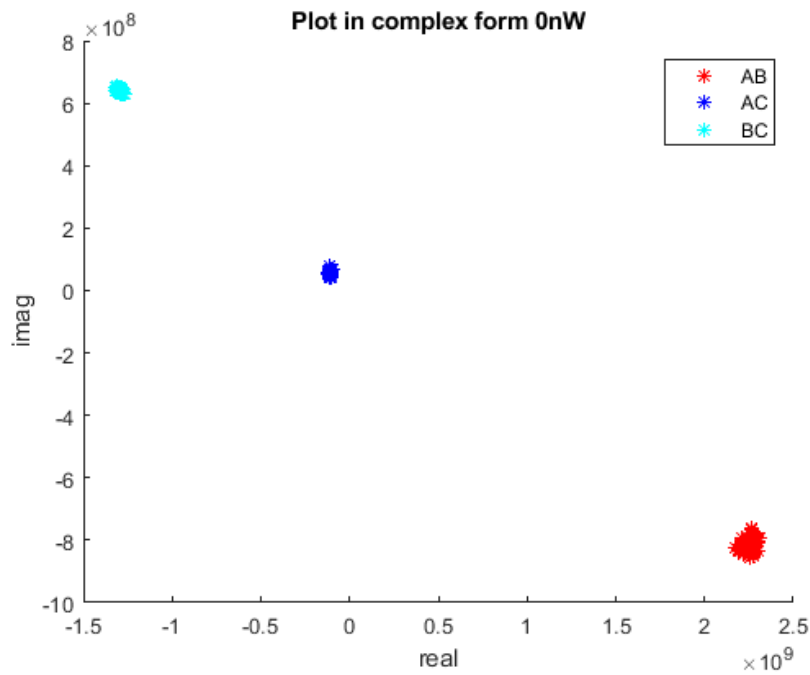


Figura 4.31: Data en forma compleja 0 nW .

Receiver Sensitivity

Algo a tener en cuenta al momento de hacer la caracterización de nuestro receptor óptico, es la relación Señal/Ruido, la cual puede obtenerse en la data utilizada en la sección 4.3. Para esto se verá como el promedio obtenido sobre los 256 canales de frecuencia de la “ROACH2”, con respecto al tiempo, luego se obtendrá la representación polar de las correlaciones cruzadas para cada una de estas iteraciones y finalmente veremos como esta se compara con el promedio generado por la fuente apagada, que representa el ruido de la línea de base.

Una vez extrapolada la información, procedemos a mostrar la medición de la ganancia con respecto a la iteración de cada correlación cruzada, junto al OFF de las mismas. Estos gráficos mantienen el código de colores mostrados en la sección 4.3 y fueron tomados usando “Python”, por el Profesor Ernest Michael, y son los mostrados entre la Figura 4.32 y la Figura 4.42.

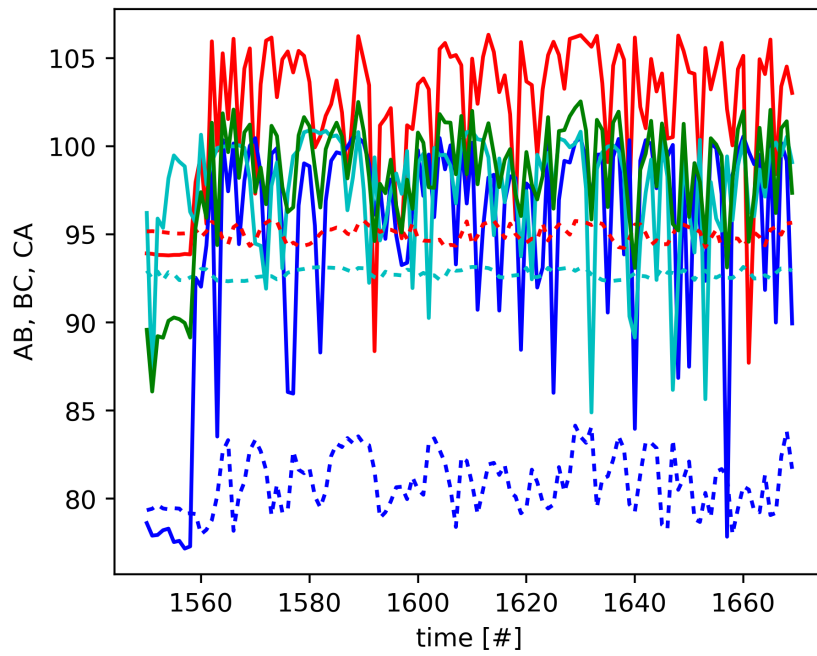


Figura 4.32: Crosscorrelation para las iteraciones de $1 \mu W$.

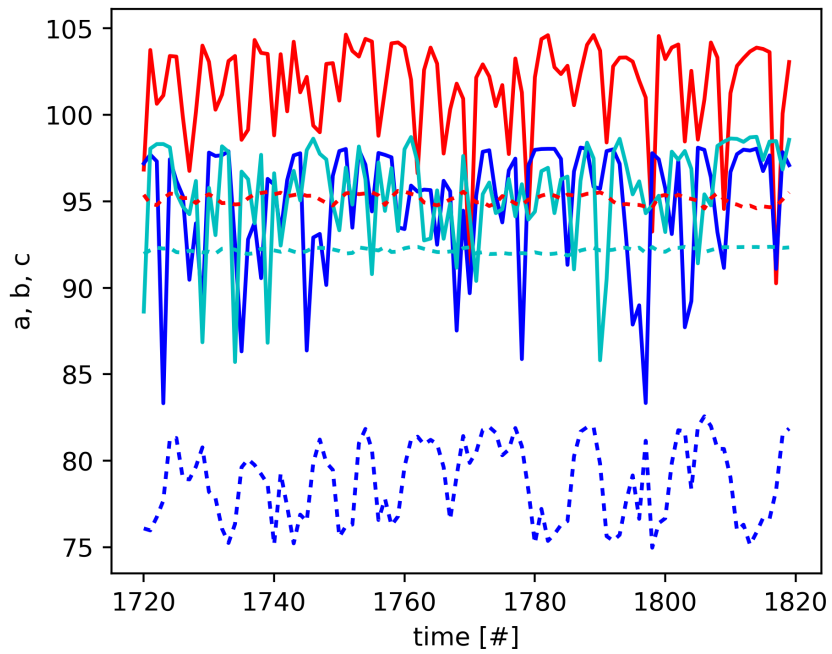


Figura 4.33: Crosscorrelation para las iteraciones de $500 nW$.

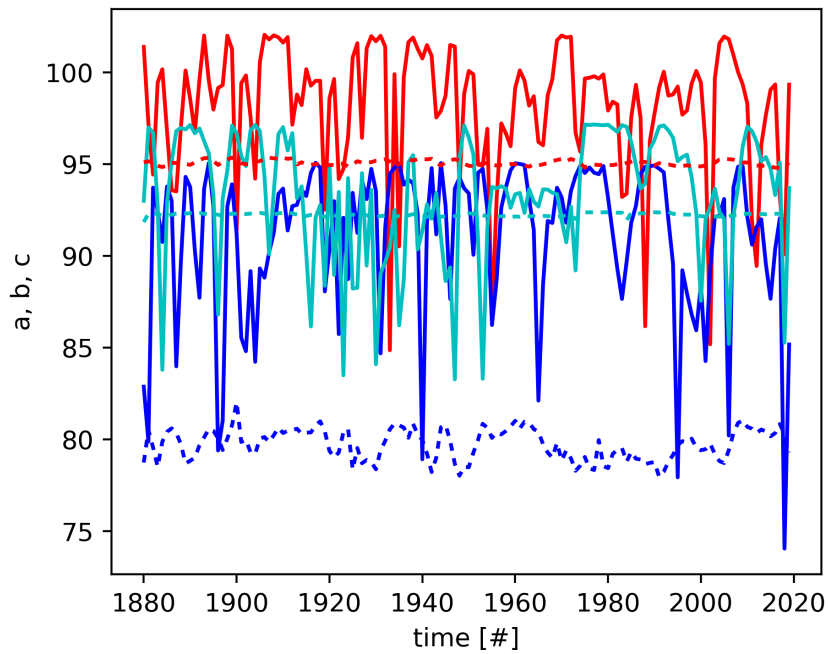


Figura 4.34: Crosscorrelation para las iteraciones de 200 nW .

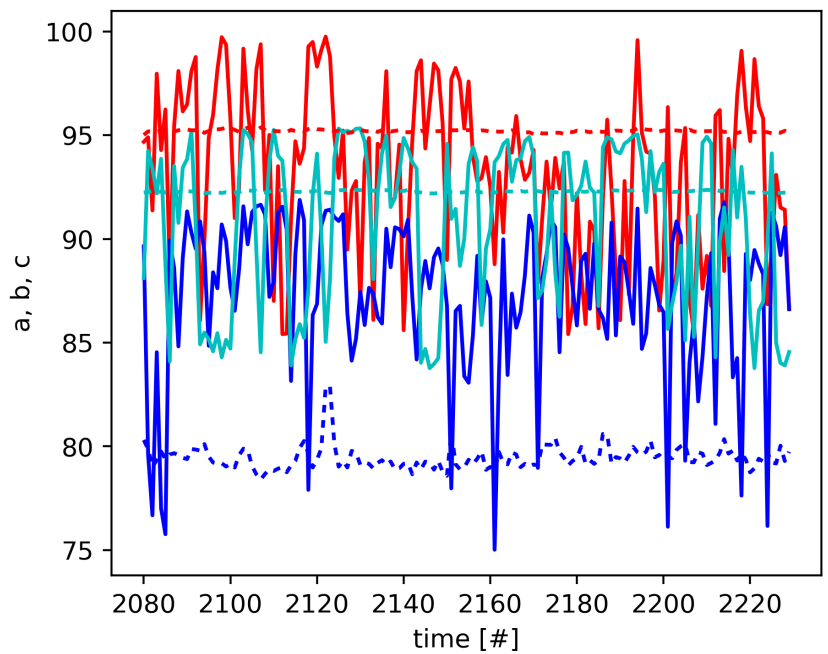


Figura 4.35: Crosscorrelation para las iteraciones de 130 nW .

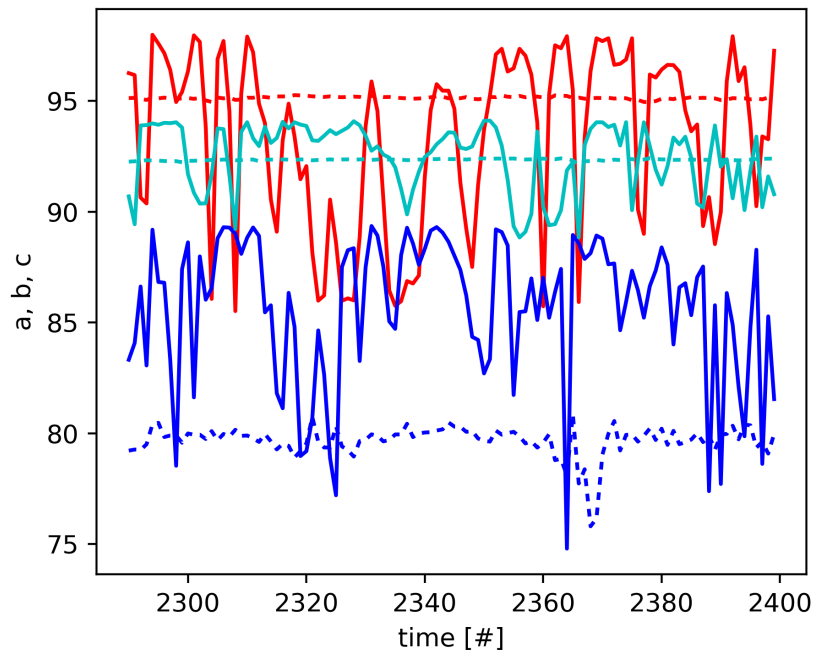


Figura 4.36: Crosscorrelation para las iteraciones de 70 nW .

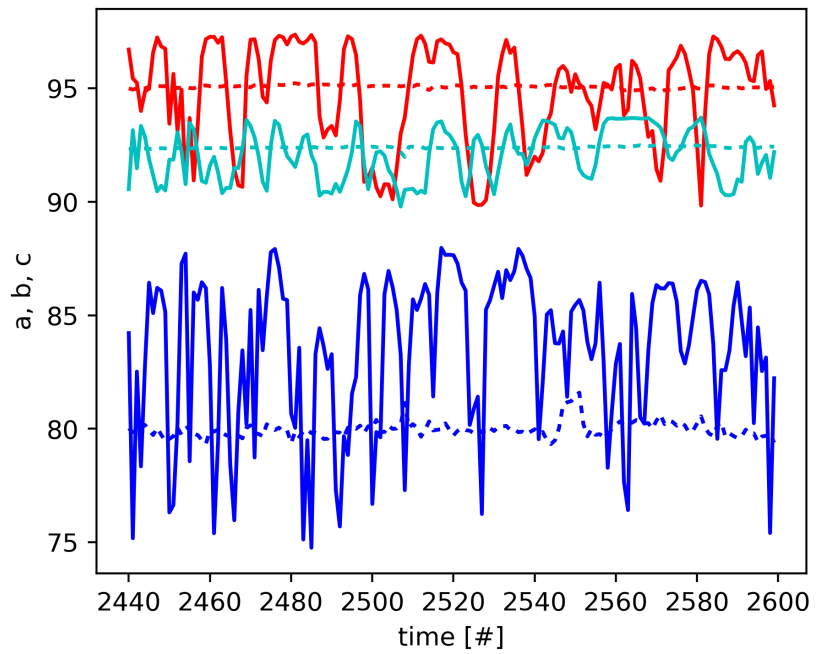


Figura 4.37: Crosscorrelation para las iteraciones de 50 nW .

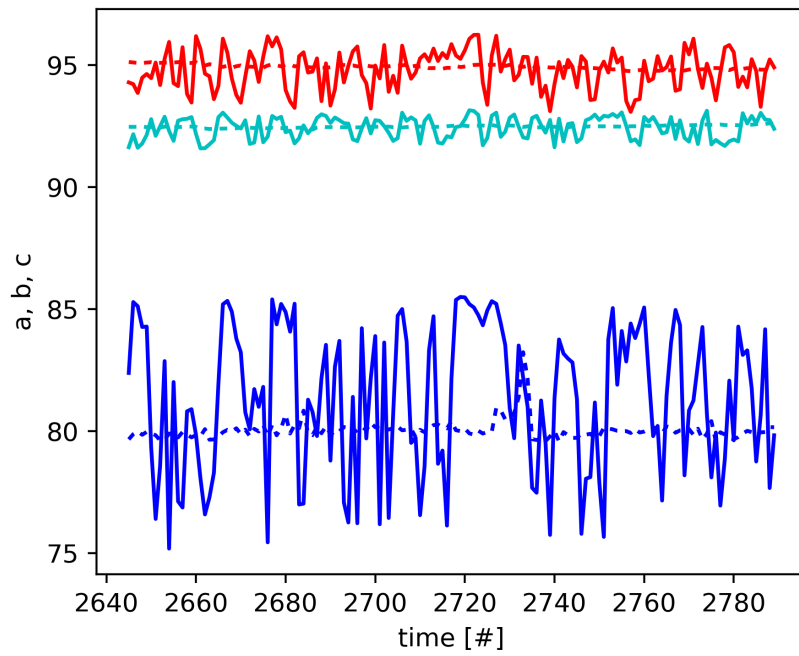


Figura 4.38: Crosscorrelation para las iteraciones de 30 nW .

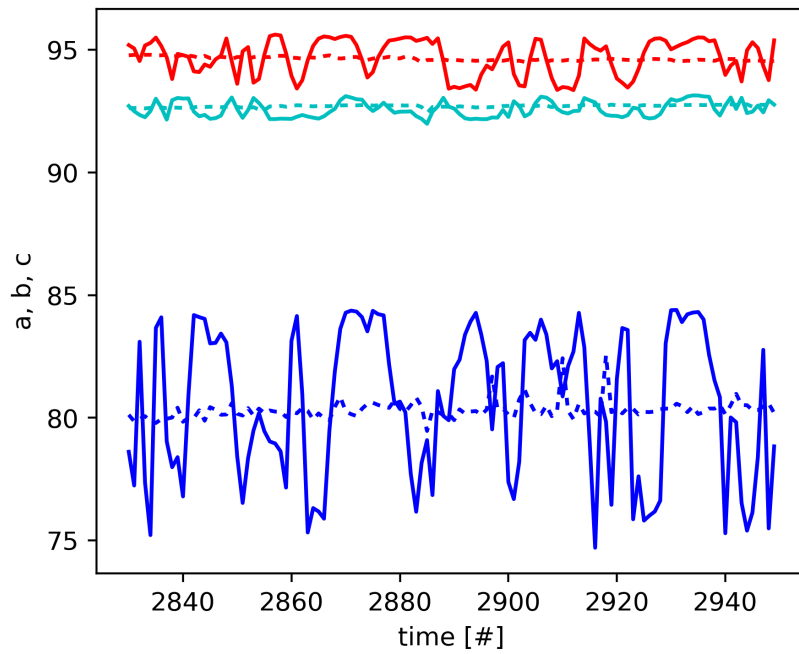


Figura 4.39: Crosscorrelation para las iteraciones de 20 nW .

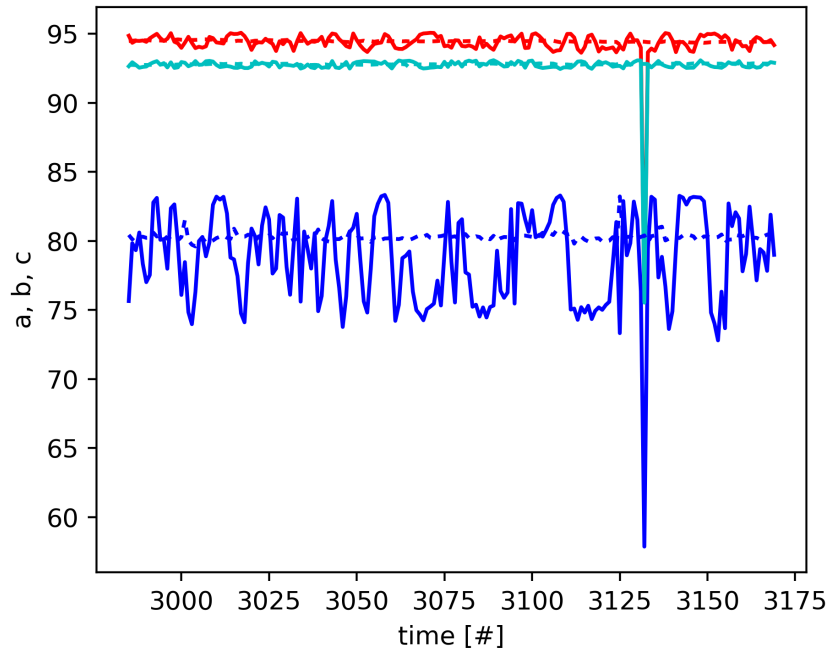


Figura 4.40: Crosscorrelation para las iteraciones de 15 nW .

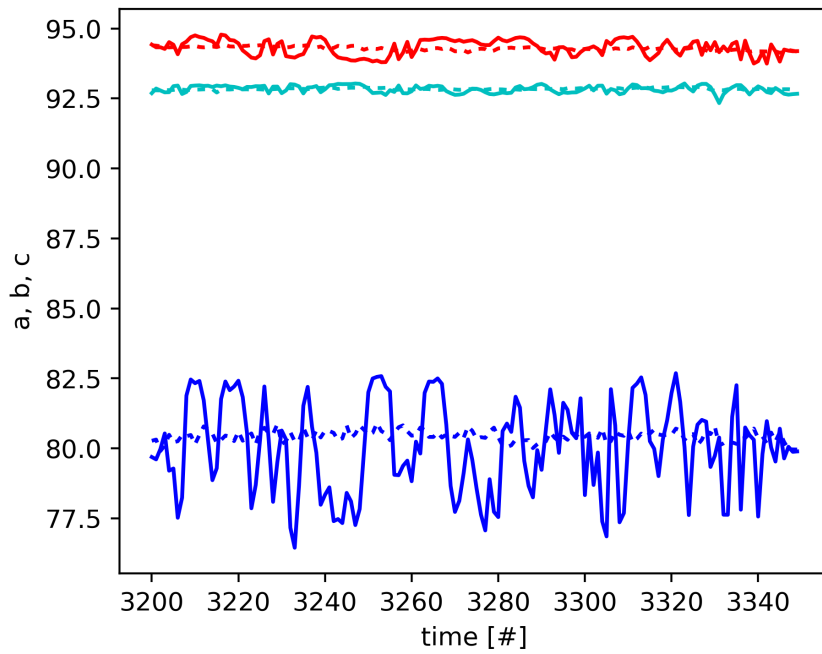


Figura 4.41: Crosscorrelation para las iteraciones de 10 nW .

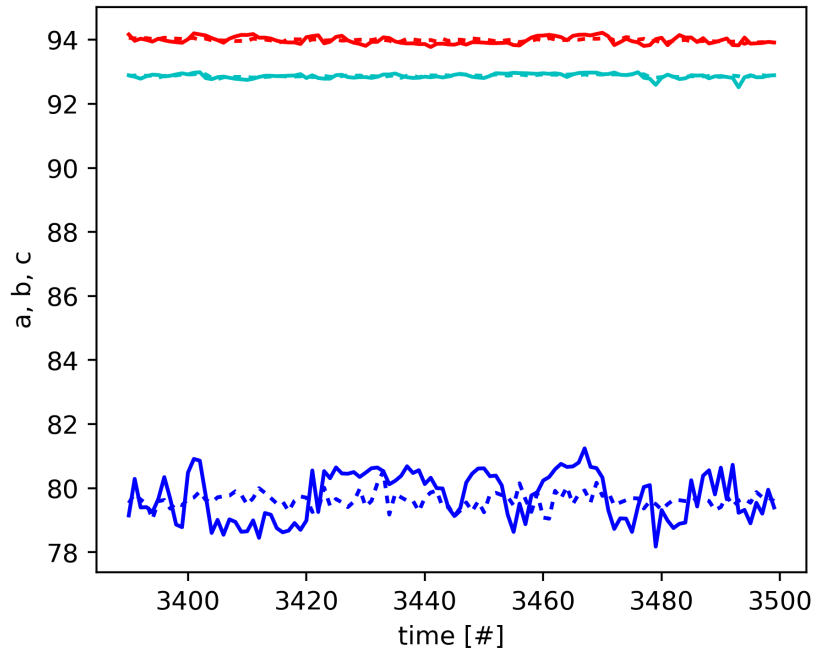


Figura 4.42: Crosscorrelation para las iteraciones de $5 nW$.

4.3.3. Bispectro

la Figura 4.43 representa el comportamiento general del bispectro para cada una de las potencias de entrada entradas del SLED y calcula el bispectro de acuerdo a la ecuación 1.21, ocupando la data explicada de correlación cruzada, estos gráficos fueron obtenidos haciendo un promedio de cada iteración obtenida de acuerdo a la Tabla 4.3.

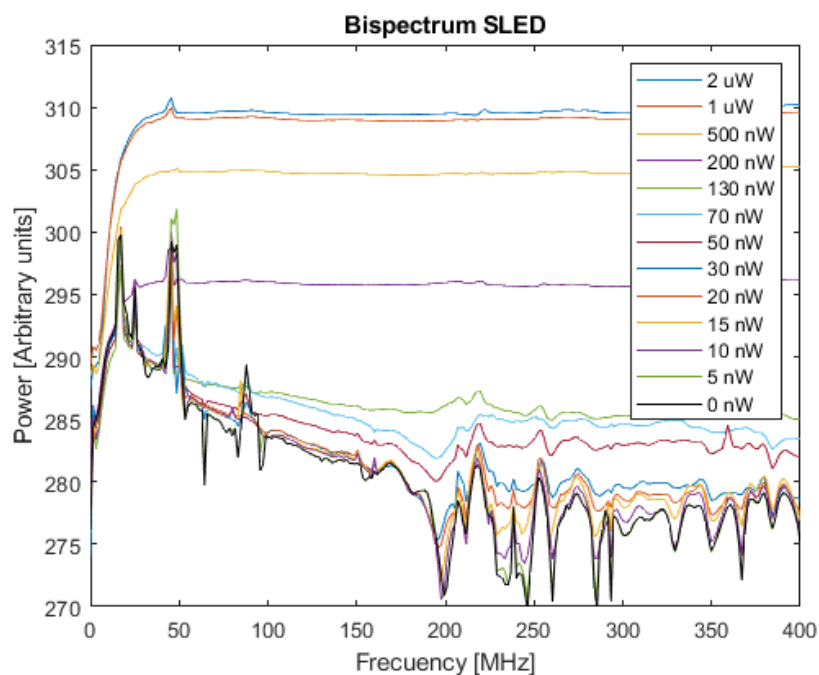


Figura 4.43: Bispectro.

4.3.4. Relación Señal / Ruido.

La "Relacion Señal/Ruido" (SNR), es una manera común de denotar el nivel de ruido en una manera adimensional [11]. El SNR es definido como la relación entre su media cuadrada (\bar{n}^2) y su varianza (σ_n^2), el SNR del número de fotones es $SNR = \bar{n}^2 / \sigma_n^2$ [15].

Para el cálculo del SNR de las crosscorrelaciones, se utilizaron los gráficos realizados en los "Gráficos complejos de las Correlaciones Cruzadas", donde se encontraron los máximos y los mínimos para cada una de las entradas ópticas. Posteriormente se sustrajo la media mínima de la máxima del canal encendido (ON) y se dividió con la diferencia entre la máxima y la mínima del canal apagado (OFF). Por otro lado, cuando queremos obtener el SNR de las autocorrelaciones, no se puede implementar el mismo proceso que el realizado para las correlaciones cruzadas. En este caso se calcula la media entre diferencia de la señal encendida y la apagada y se divide por la diferencia de la máxima y la mínima del canal apagado. De esta manera podemos observar los resultados obtenidos en las Figuras 4.44 y 4.45.

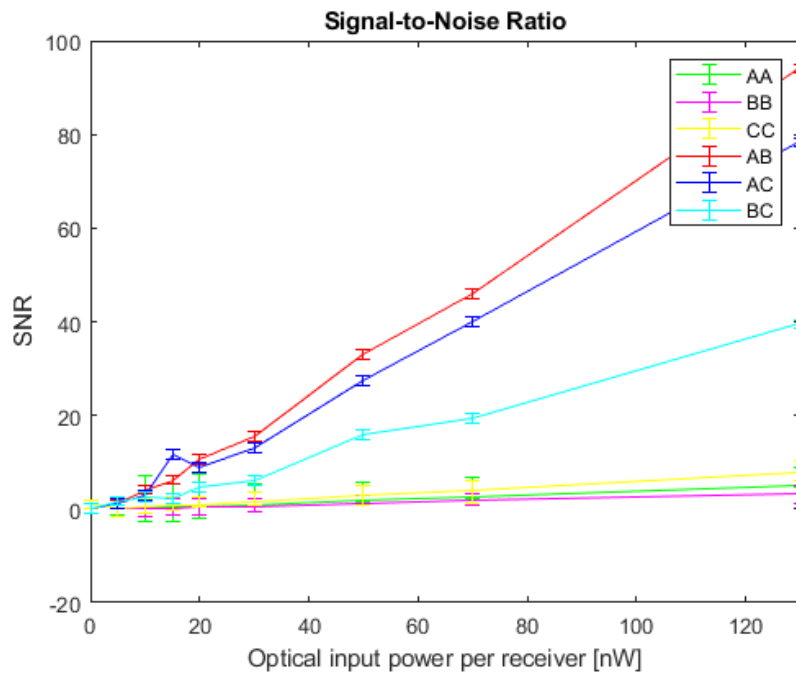


Figura 4.44: Relación Señal/Ruido vs Potencia óptica de entrada por receptor, zoom 0 ~ 130 nW.

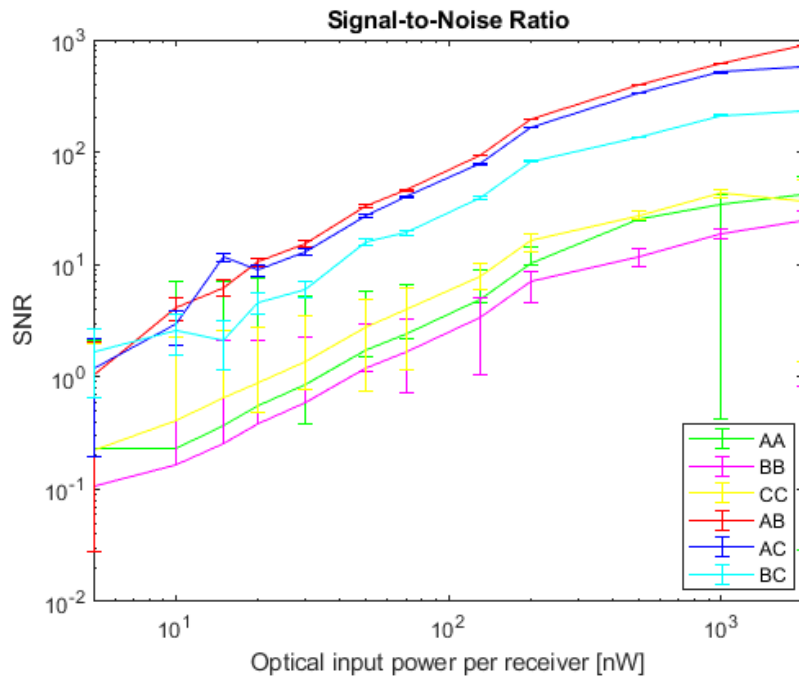


Figura 4.45: Relación Señal/Ruido vs Potencia óptica de entrada por receptor, escala logarítmica.

Capítulo 5

Discusión y Conclusiones

Los objetivos generales de esta memoria fueron diseñar, construir y caracterizar un interferómetro heterodino para tres telescopios, en un laboratorio. Haciendo un enfoque en las áreas de mixing y amplificación de las señales que llegan a la ROACH, junto a su obtención de datos y posterior graficación.

El sistema implementado mostró resultados favorables al momento de medir. Se aprecia que los receptores están bien calibrados comparando los gráficos de autocorrelación los cuales muestran ganancias similares. Con las mediciones de correlación cruzada se pueden estudiar las líneas de base mostrando un correcto funcionamiento de las mismas. De estos mismos gráficos podemos observar que hay una menor distorsión de la señal en la correlación cruzada "BC" y esto se debe, como se explico anteriormente, a que el receptor "B" y el receptor "C", se encuentran en la misma tarjeta ADC, a diferencia del receptor "A" lo cual genera las aberraciones mostradas. Al ver los gráficos, podemos apreciar que mientras más baja la potencia de entrada, más similar se vuelve nuestra señal ON con la señal OFF. Dado que mientras mas baja nuestra potencia de entrada, mas cercana esta al sistema apagado lo cual muestra un correcto funcionamiento de nuestro sistema.

Para los espectros de frecuencia de correlación cruzada que fueron mostrados en la sección de mediciones, los gráficos representados, son implementando el valor absoluto. Dado esto, existe el problema de que la fase de la señal presenta un movimiento browniano positivo y negativo en el tiempo, alrededor del espectro de entrada cero. Si las diferencias de fase entre los receptores no son estables, que es el caso presentado en esta memoria, obtenemos un promedio de oscilación cercano a cero para bajas potencias (no se aprecia en potencias altas). Esto se puede observar en la Figura 4.41 para el caso de 10 nW de señal, el cual es mucho más fuerte que el representado en el gráfico, lo cual disfraza la fuerza de la correlación cruzada y solo se puede ver bien para todas las tres correlaciones en la representación compleja de la Figura 4.29.

El bispectro fue calculado de acuerdo a la teoría y mostró un correcto funcionamiento, de esta forma genera una mejor medicion para nuestro sistema que el observable con el sistema previo de dos telescopios. Para las mediciones se extrajeron los "*Fiber Stretcher*", lo que condujo a una mejor igualdad

de las longitudes ópticas desde el LO a los receivers y, por lo tanto, los espectros de fase fueron más planos.

Finalmente podemos concluir que el sistema es funcional y capaz de utilizarse de acuerdo a los parámetros establecidos al inicio del proyecto. A pesar de las complicaciones generadas por la pandemia se logró implementar cada uno de los elementos propuestos al inicio de esta memoria, haciendo un trabajo excepcional junto al profesor Ernest Michael, que realizó las mediciones necesarias y mostradas en este mismo documento.

Los gráficos mostrados para la Relación Señal/Ruido, muestran un mejor SNR en las correlaciones cruzadas, que las SNR graficadas para las autocorrelaciones, en un factor del alrededor de 10 a 15 veces mayor. Esto es acorde con la bibliografía en la cual se a desempeñado el “Laboratorio de Astrofotónica y Terhercios” en estos últimos años [25]. Especialmente, esta confirmación estaba hecha adicionalmente con una fuente de radiación térmica (como ocurre en la astronomía), mostrando que el comportamiento de la señal de la correlación cruzada es la misma que con una fuente SLED, que se puede describir como solo incoherente, pero no térmico. Este hecho se presentó como una duda de algunos astrónomos que lideran el PFI, pero afortunadamente fuimos capaz de poder demostrarlo con estas mediciones.

Para trabajos futuros se buscará hacer un procedimiento adicional para estabilizar las fases de la LO en los receptores, en búsqueda de un sistema mas estable, junto con una completa implementación con las otras partes del proyecto como lo son el área de “Tip-Tilt - Coupling” y “Óptica Adaptativa”, y realizar mediciones en el exterior captando la luz de una estrella de manera estabilizada utilizando nuestros telescopios Dobsonian de 35 *cm* diámetro, y ojalá luego con los ATs del VLT1, en Paranal a través del proyecto VERMILION, que se lleva acabo en una colaboración internacional para testear un nuevo concepto de un “*Hierarchical Fringe Tracker*” (HFT), para instrumentos de detección directa como GRAVITY o MATISSE del VLT1 [26].

Glosario

ADC Conversor Análogo Digital.

ALMA Atacama Large Millimeter/submillimeter Array.

AO Óptica Adaptativa.

ATs Telescopios Auxiliares.

BLNA Broadband Low Noise Amplifier.

CASPER Collaboration for Astronomy Signal Processing and Electronic Research.

DAS Departamento de Astronomía.

DIE Departamento de Ingeniería Eléctrica.

FCFM Facultad de Ciencias Físicas y Matemáticas.

FPGA Field-Programmable Gate Array.

GND Ground.

HFT Hierarchical Fringe Tracker.

IF Frecuencia Intermedia.

LNA Low Noise Amplifier.

LO Oscilador Local.

PFI Planet Formation Imager.

PID Controlador Proporcional, Integral y Derivativo.

RAIG Radio Astronomic Instrumentation Group.

ROACH Reconfigurable Open Architecture Computing Hardware.

SLED Superluminescent Diode.

SM Single Mode.

SNR Signal to Noise Ratio.

UTs Telescopios principales.

VLBI Very Long Baseline Interferometry.

VLTI Very Large Telescope Interferometer.

WDM Wavelength Division Multiplexing.

Bibliografía

- [1] A. Crawls (2012 Diciembre 30) The 500 Brightest Stars in the Sky [Online] Disponible: <https://web.archive.org/web/20121230061034/http://www.astrostudio.org/500brightest.html>.
- [2] J. Kaler (1998 Mayo 15) PORRIMA (Gamma Virginis). [Online] Disponible: stars.astro.illinois.edu/sow/porrima.html.
- [3] Planet Formation Imager (PFI). [Online] Disponible: <http://www.planetformationimager.org/>
- [4] Monnier, John D. and Kraus, Stefan and Ireland, Michael J. and Baron, Fabien and Bayo, Amelia and Berger, Jean-Philippe and Creech-Eakman, Michelle and Dong, Ruobing and Duchêne, Gaspard and Espaillat, Catherine and et al, "The planet formation imager", *Experimental Astronomy*, vol. 46, no. 3, pp 517–529, Julio 2018.
- [5] T. L. Wilson, K. Rohlfs, S. Hüttemeister. *Tools of Radio Astronomy*. Sexta edición. Astronomy and Astrophysics Library: Springer, 2013.
- [6] C. T. Vio. "Interferómetro Infrarrojo Heterodino de Bajo Costo Basado en Fibra Óptica para la Astronomía: Primeras Instalaciones y Pruebas en el Laboratorio". Memoria, Departamento de Ingeniería Eléctrica, FCFM, Universidad de Chile. Santiago, Chile, 2012.
- [7] B. Bunch, A. Hellemans. *The History of Science and Technology*. Primera Edición. Boston - New York: Houghton Mifflin Company, 2004 .
- [8] NVIS, "Michelson Interferometer" NVIS 6115 datasheet 2010.
- [9] A. A. Michelson, F. G. Pease. "Measurement of the Diameter of Alpha-Orionis by the Interferometer" Mount Wilson Observatory, Carnegie Institution of Washington Communicated March 12, 1921.
- [10] F.E. Besser. "Design and Test of a Digital Correlator for the NIR Heterodyne Interferometer". M.S. thesis, Departamento de Ingeniería Eléctrica, FCFM, Universidad de Chile. Santiago, Chile, 2018.
- [11] D. Buscher and M. Longair, "*Practical Optical Interferometry*". Cambridge: Cambridge University Press, 2015.
- [12] J. Lindon, G. Tranter, D. Koppelaar, "*Encyclopedia of Spectroscopy and Spectrometry*". Third Edition. Massachusetts: Academic Press, 2016.

- [13] Observatorio Europeo Austral (2021 Abril 23), The Very Large Telescope Interferometer [Online] Disponible:<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/telescopes/vlti.html>
- [14] A. R. Thompsons, J. M. Moran and G. W. Swenson, *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy*, 2001.
- [15] B. E. A. Saleh and M. C. Teich, *Fundamentals of Photonics*. Segunda Edición. Florida: WILEY, 2007.
- [16] E.A. Michael, F.E. Besser, M. Hadjara, M.I. Piña, E. Moreno, R. Salomon, and L. Labadie, "Heterodyne versus direct detection – it is not over ", *A&A*, enviado y en proceso de ser aceptado por el árbitro, 2021.
- [17] A. M. Baryshev, R. Hesper, F. P. Mena, T. M. Klapwijk, T. A. van Kempen, M. R. Hogerheijde,... et al., "The ALMA Band 9 receiver - Design, construction, characterization, and first light", *A&A*, 577, A129, 2015.
- [18] Radio Astronomic Instrumentation Group, Universidad de Chile. [Online] Disponible: https://sites.google.com/raig.uchile.cl/english/home#h.p_jO3doPYvpRT7
- [19] E. A. Michael, F. Besser, R. Prado, and L. Pallanca, "Concept for fiber-based near-infrared interferometry of highest frequency resolution", *SPIE Astronomical Telescopes + Instrumentation*, vol. 9146, p. 914634, 2014.
- [20] L. Pallanca, C. Vio and E. Michael, "A low-cost fiber-based near-infrared heterodyne interferometer", *SPIE. Astronomical Telescopes + Instrumentation*, vol.8445, p.844599, 2012.
- [21] F. E. Besser, A. Rates, N. Ortega, M. I. Pina, C. Pollarolo, M. Romero, C. Yañez, M. Lasen, N. Ramos and E. A. Michael, "Fiber-Based heterodyne infrared interferometry: an instrumentation study platform on the way to the proposed Infrared Planet Formation Imager", col 9907, p. 99072L, 2016.
- [22] A. R. Whitney, "How Do VLBI Correlators Work?".International VLBI Service for Geodesy and Astrometry 2000 General Meeting Proceedings, NASA/CP-2000-209893, p.187-205, 2000.
- [23] Lei H., Cao L., Xu K., Wang C. (2018) Processing Method of Clock Break in VLBI Data Analysis. In: Sun J., Yang C., Guo S. (eds) China Satellite Navigation Conference (CSNC) 2018 Proceedings. CSNC 2018. Lecture Notes in Electrical Engineering, vol 497. Springer, Singapore.
- [24] WENTEQ - Microwave Corp, "ROADBAND LOW NOISE AMPLIFIER", ABL0300-01-3414 datasheet.
- [25] E. A. Michael, F. E. Besser, "On the possibility of breaking the heterodyne detection quantum noise limit with cross-correlation", *IEEE Access Journal*, Vol. 6, pp. 45299-45316, 2018.
- [26] A. Boskri, R. Petrov, T. El Halkouj, M. Hadjara, J. Leftley, Z. Benkhaldoun, P. Cruzalèbes, A. Ziad y M. Carbillet, "Potential and sky coverage for off-axis fringe tracking in optical long baseline interferometry", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Vol. 506, pp. 1364-1388, 2021.